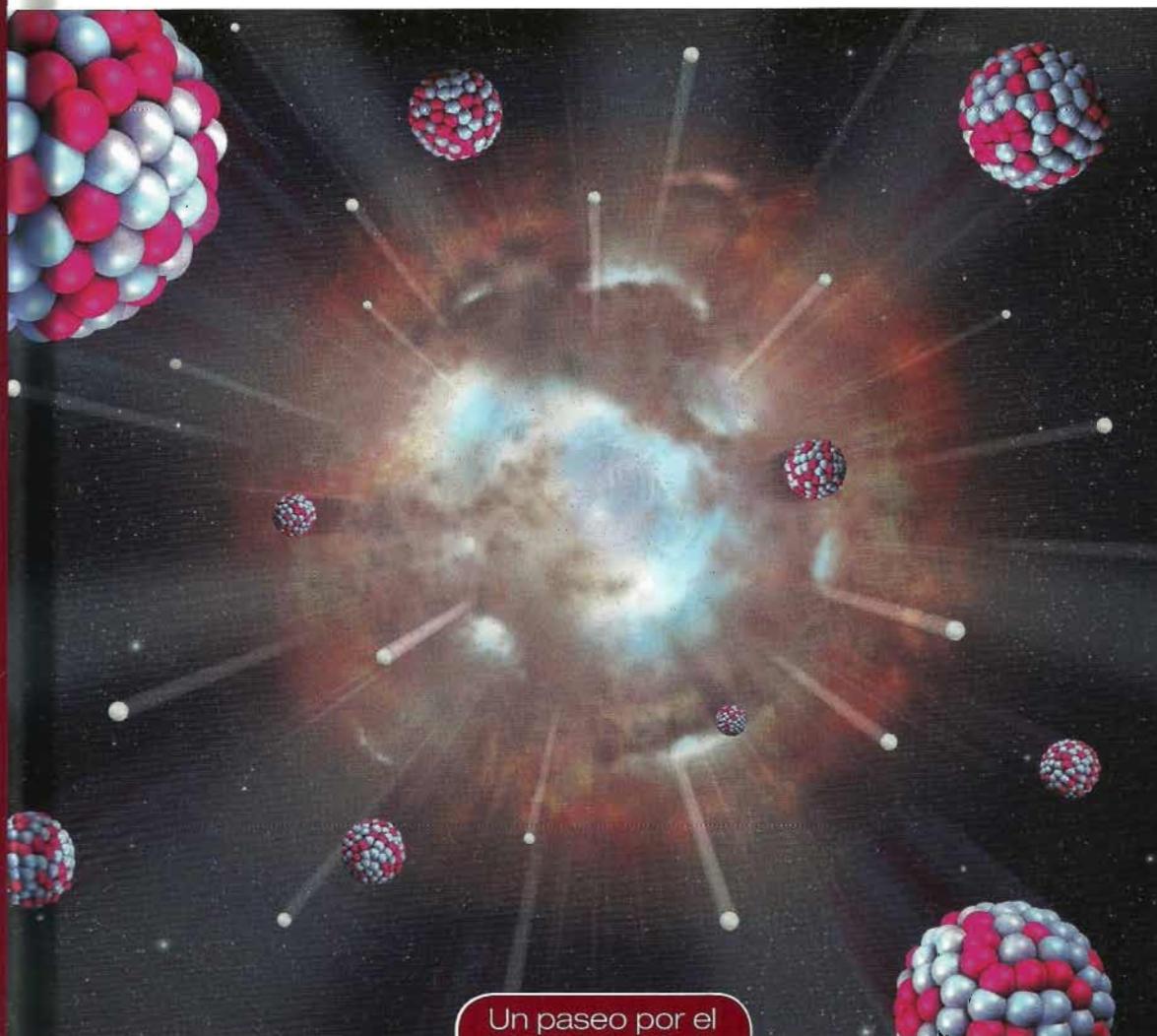


La energía de las estrellas

De los núcleos atómicos
a los núcleos estelares



Un paseo por el
COSMOS

La energía de las estrellas

De los núcleos atómicos
a los núcleos estelares



The Doctor y La Comunidad

Redigiralización: The Doctor

<http://thedoctorwho1967.blogspot.com.ar/>

<http://el1900.blogspot.com.ar/>

<http://librosrevistasinteresesanexo.blogspot.com.ar/>

<https://labibliotecadeldrmoreau.blogspot.com/>

Imagen de cubierta: Recreación artística de una explosión de supernova en la que se crean diversos elementos pesados.

SUMARIO

Dirección científica de la colección: Manuel Lozano Leyva

© Óscar Moreno Díaz por el texto

© RBA Contenidos Editoriales y Audiovisuales, S.A.U.

© 2016, RBA Coleccionables, S.A.

Realización: EDITEC

Diseño cubierta: Llorenç Martí

Diseño interior: tactilestudio

Infografías: Joan Pejoan

Fotografías: A.B. McDonald (Queen's University) et al./The Sudbury Neutrino Observatory Institute: 135; Chandra X-ray Observatory: 95; R. Hurt/Caltech-JPL: 137; Akihiro Ikeshita/Particle CG/Naotsugu Mikami (NAOJ): portada; ITER Organization: 79; Leaflet/Wikimedia Commons: 149; NASA/ESA: 83.

Reservados todos los derechos. Ninguna parte de esta publicación puede ser reproducida, almacenada o transmitida por ningún medio sin permiso del editor.

ISBN: 978-84-473-8674-1

Depósito legal: B-20381-2016

Impreso y encuadrado en Rodesa, Villatuerta (Navarra)

Impreso en España - *Printed in Spain*

INTRODUCCIÓN 7

CAPÍTULO 1 La física de partículas que rige el destino de las estrellas 13

CAPÍTULO 2 El dominio de la energía en los núcleos atómicos 35

CAPÍTULO 3 Las calderas del cosmos: el dominio de la energía dentro de las estrellas 61

CAPÍTULO 4 Las cocinas del universo: el dominio de la materia en las estrellas 85

CAPÍTULO 5 Los faros del firmamento: el dominio de la energía emitida por las estrellas 109

CAPÍTULO 6 Somos polvo y energía de estrellas 141

LECTURAS RECOMENDADAS 163

ÍNDICE 165

Las estrellas nos han ayudado a orientarnos desde la antigüedad y, en nuestro afán por explorar el mundo que nos rodea, nos han guiado para recorrer continentes y descubrir otros nuevos. Tanto por su utilidad como por la fascinación que nos provoca la observación del cielo nocturno, las estrellas han inspirado en todas las culturas una gran variedad de mitos y leyendas que han intentado explicar su origen, su disposición en el firmamento y los mecanismos que las mantienen brillando noche tras noche. Pero no solo brillan en la oscuridad, sino que durante el día, un misterio aún más grande, en todos los sentidos, fulgura en el cielo: un astro que no solo nos orienta e ilumina, sino que es directamente fuente de vida: el Sol. De nuevo en este caso la imaginación colectiva ha creado innumerables mitos, y no en raras ocasiones lo ha identificado con una deidad.

Sin embargo, los misterios generados por estos cuerpos celestes han tardado mucho tiempo en ser resueltos por la ciencia. Hubo que esperar a la década de 1920 para comenzar a entender científicamente los aspectos básicos de los procesos que tienen lugar en las estrellas, incluyendo nuestro Sol. Por tanto, todos los secretos de la física de las estrellas que contaremos aquí se

conocen desde hace unos cien años. Pero no es de extrañar que esos modelos estelares sean tan recientes, ya que se sustentan en teorías físicas modernas como la mecánica cuántica, la teoría de la relatividad y los fundamentos de la física nuclear y de partículas, todas ellas surgidas a comienzos del siglo xx. Paradójicamente, esas teorías tienen su ámbito de aplicación principal en escalas de tamaño increíblemente pequeñas.

Resulta fascinante que para comprender objetos de un tamaño de cientos de miles de kilómetros sea imprescindible conocer lo que ocurre en regiones del espacio tan pequeñas como una milonésima de millonésima de milímetro, que es algo así como coger una letra de este texto y dividir su tamaño entre mil, y después de nuevo entre mil, y otra vez, y otra más. La necesidad de comprender la física del microcosmos para poder acceder al dominio de las estrellas no debe entenderse como un obstáculo ni como una dificultad añadida. Al contrario, es una oportunidad que nos ofrece la física moderna para explicar fenómenos muy distintos en escalas de tamaños (y tiempos) muy dispares, desde el microcosmos al macrocosmos, con un conjunto relativamente reducido de conceptos teóricos.

Decía el famoso físico estadounidense Richard Feynman en sus *Lecciones de Física* que, si ocurriera algún cataclismo que destruyera todo el conocimiento científico moderno y solo se pudiera transmitir una breve idea a las generaciones futuras, la que más información contendría y resultaría más útil sería la hipótesis atómica. Según esta, toda la materia está constituida por distintas partículas de un tamaño muy pequeño en perpetuo movimiento, que se atraen y se repulsan en función de la distancia y que son capaces de combinarse entre sí de diversas maneras. Esta información, convenientemente desarrollada, explica aspectos tan variados como la agitación térmica, los principios termodinámicos básicos, los estados de la materia, las mezclas de sustancias, las combinaciones químicas, etc. Muchas de las implicaciones de esta idea, como las que se acaban de mencionar, son importantes para la física de las estrellas, aunque no son suficientes.

En este libro nos permitiremos añadir algunos otros conceptos físicos clave que, junto al hecho atómico elegido por Feyn-

man, nos dotarán de unos recursos teóricos concisos pero muy potentes para comprender en su totalidad los fundamentos de la física de las estrellas. La primera de esas ideas es que, según el nivel actual de conocimientos, actúan en la naturaleza cuatro fuerzas fundamentales: la electromagnética, la fuerte, la débil y la gravitatoria, cada una con sus características propias de intensidad, alcance en el espacio y tipo de procesos en los que intervienen. En algunos sistemas físicos, como los átomos, solo participan de manera notable algunas de ellas. Pero en el caso de las estrellas todas las fuerzas juegan un papel principal, y es en ese juego de equilibrios donde reside gran parte de la belleza de la física estelar.

La segunda idea que incorporaremos a nuestro repertorio teórico básico está relacionada con la propia estructura interna de los átomos, dictada por las propiedades de las partículas que los constituyen. Y también por el principio de la física cuántica según el cual esas partículas solo pueden contener valores específicos de energía, que vienen dados en unidades o paquetes de tamaño definido, denominados cuantos. Así, los átomos que definíamos antes simplemente como partículas pequeñas indivisibles, están en realidad constituidos por distintos tipos de partículas subatómicas: por un lado los protones y neutrones, que constituyen el núcleo atómico y que se mantienen unidos entre sí por la fuerza nuclear fuerte, y por otro los electrones, situados a gran distancia del núcleo, ligados a él por la fuerza electromagnética y que constituyen su corteza. El número de electrones, que es igual al de protones, y su distribución en la corteza atómica, son responsables de las propiedades químicas, ópticas, eléctricas y magnéticas de las sustancias. De manera análoga, el número de protones y de neutrones y su distribución en el núcleo determinan las propiedades del mismo, como por ejemplo su energía o su estabilidad, lo que a su vez influye en la abundancia de cada tipo de núcleo en la naturaleza.

El espectacular dominio de la energía en el interior de las estrellas permite romper, unir o cambiar la estructura de los núcleos. Y esto tiene dos consecuencias muy importantes. Por una parte, las energías liberadas en estos procesos, dirigidos por la

fuerza nuclear fuerte, son enormes. Por otra parte, en el seno de las estrellas se crea una gran diversidad de núcleos con distinto número de protones, que darán lugar a átomos con muy diversas propiedades químicas y físicas: es el origen de los elementos químicos que formarán parte de muchos otros cuerpos celestes, como nuestro planeta, y también de los seres vivos. Las estrellas son por tanto las centrales nucleares del universo, reactores en continuo funcionamiento, y también las cocinas donde se producen los elementos químicos; se puede decir que las estrellas son tanto las calderas como los calderos del cosmos. La rama de la ciencia que estudia específicamente los fundamentos microscópicos de esos procesos estelares es la astrofísica nuclear.

La enorme cantidad de energía producida en las calderas estelares es emitida al espacio exterior principalmente en forma de radiación electromagnética, parte de la cual alcanza nuestro planeta: las estrellas ejercen también como los faros del firmamento. Una fracción de esa radiación es luz visible, que corresponde tan solo a una de las regiones del espectro electromagnético. Además, las estrellas desprenden energía transportada por otras partículas, como los neutrinos, aunque en cantidades más modestas. Al alcanzar la Tierra nos ofrecen información muy valiosa del interior de las estrellas, aunque presentan la desventaja de ser muy escurridizos, porque interactúan muy raramente con el resto de la materia, y además camaleónicos, porque participan en un curioso fenómeno por el que cambian periódicamente su identidad. De todas las emisiones que nos llegan de las estrellas podemos extraer información sobre los procesos que tienen lugar en su interior, si logramos interpretarlas correctamente. En particular, del análisis de la luz de las estrellas podemos deducir su luminosidad, su temperatura, o descubrir las huellas dactilares de los elementos químicos presentes en ellas. Incluso podemos averiguar a qué velocidad se mueven respecto a nosotros.

La vida en la Tierra es consecuencia directa de las particularidades de la física nuclear y de la física estelar. Los elementos químicos básicos para la vida, singularmente el carbono, se han creado en las estrellas. Y el aporte de energía necesario para el mantenimiento de los organismos proviene del Sol, en forma de

radiación electromagnética. Somos polvo de estrellas y vivimos gracias a la energía que nos proporcionan. Nuestra dependencia casi mística de ellas, que como decíamos al principio ha llevado a muchas culturas a divinizarlas, se traslada en el ámbito científico a los principios antrópicos: el universo es como es porque el ser humano existe y tiene la capacidad de preguntarse cómo es el universo. La física de las estrellas ofrece ejemplos particularmente interesantes de la aplicación de estos principios. Y si nuestra estrella es fuente de vida inteligente, ¿lo será también alguna otra estrella de los trillones existentes en el universo conocido? ¿Realmente estamos solos en él?

De la misma manera que lo han hecho a lo largo de la historia de la humanidad, las estrellas nos orientarán durante el viaje que emprendemos en este libro, que nos llevará por todos los confines del cosmos. Será también un largo paseo en el tiempo, como corresponde a la extensa vida de las estrellas y al proceso cíclico de nacimiento y muerte en el que han participado durante gran parte de la historia del universo. Y por último, pero de manera muy importante para el lector interesado en los fundamentos de la física, será una trepidante excursión desde las escalas más pequeñas hasta las más grandes que conocemos, con particular atención a la etapa que va desde el núcleo de los átomos hasta el núcleo de las estrellas.

La física de partículas que rige el destino de las estrellas

Para entender los procesos que tienen lugar en el interior de las estrellas, y que las mantienen brillando en el firmamento durante miles de millones de años, es imprescindible comenzar por la física de las escalas más pequeñas, donde solo actúan cuatro fuerzas fundamentales entre un conjunto limitado de partículas indivisibles.

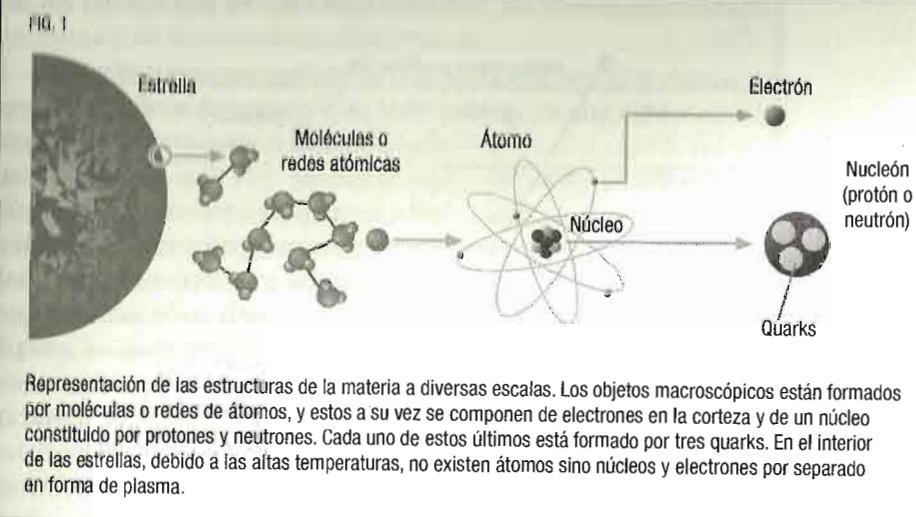
La materia ordinaria que nos rodea, de la que estamos formados, y también la que se encuentra lejos de nosotros, como en las estrellas, se compone fundamentalmente de tres tipos de partículas elementales: el electrón y dos tipos de quarks que se denominan «arriba» o «quark u» y «abajo» o «quark d» (de *up* y *down* en inglés, respectivamente). «Elemental» significa que no están formadas por otras partículas más pequeñas y que, por tanto, no poseen estructura interna, al menos hasta donde sabemos hoy en día. Los quarks no se encuentran aislados en la naturaleza sino formando partículas compuestas, entre las que figuran el protón, combinación de dos quarks de tipo u y uno de tipo d, y el neutrón, formado por dos quarks de tipo d y un quark de tipo u. Protones y neutrones reciben el nombre común de nucleones, ya que se combinan en cantidades diversas para formar los núcleos, que en latín significa «hueso de la fruta», porque usualmente se encuentran en el centro de unas estructuras mayores, los átomos. De estos últimos forman parte también los electrones, que se sitúan alrededor del núcleo y muy alejados de él. Distintos tipos de átomos, que se distinguen entre sí por la cantidad de partículas de cada tipo que contienen, pueden combinarse para

formar estructuras más grandes como moléculas o redes de átomos (cristales o metales).

Acabamos de describir la realidad microscópica (figura 1) como un juego de construcción que cuenta solamente con tres piezas diferentes: el electrón, el quark arriba y el quark abajo. Ellas solas son suficientes para formar un núcleo de uranio, un átomo de oro, una molécula de agua, una cadena de ADN, un diamante o una viga de hierro. Es decir, toda la materia con la que estamos familiarizados, porque además forma parte de nosotros mismos y del resto de seres vivos. Pero es importante no pasar por alto los atributos de familiar y de ordinaria con los que hemos acompañado a la palabra materia, porque existe otro tipo, la materia oscura, cuyos componentes no conocemos, pero que sabemos que son distintos de los descritos hasta ahora.

El descubrimiento de los constituyentes de la materia ordinaria, hasta los que actualmente consideramos elementales, tuvo lugar desde los tamaños más grandes hasta los más pequeños, es decir, de manera inversa a como lo hemos presentado. El filósofo griego Demócrito estableció la *hipótesis atómica* en el siglo v a.C. y fue quien asignó a esas partículas el nombre de átomos (del griego que significa que no se puede cortar o dividir). Pero hubo que esperar más de dos mil años para que el químico inglés John Dalton, en el siglo XVIII de nuestra era, dotara a la hipótesis atómica de una base empírica. Dalton partió de la ley química de las proporciones definidas enunciada por el químico francés Louis Proust: cuando se combinan dos o más sustancias para dar un compuesto determinado lo hacen siempre en una relación fija de masas, que además viene dada por números enteros. Dalton interpretó este hecho a partir de la existencia de partículas de diferentes sustancias que podían aportar una o más unidades enteras a una determinada combinación, pero nunca fracciones o trozos de partícula: eran indivisibles.

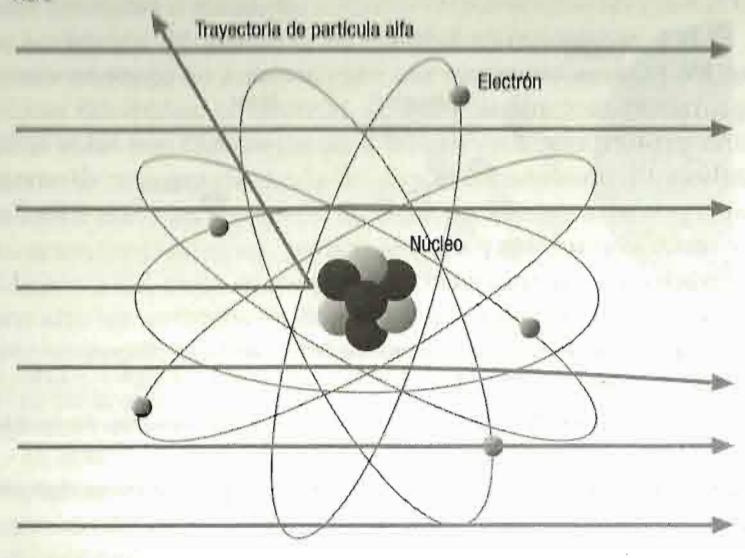
Y, efectivamente, esas unidades que intervenían en los procesos que estudiaban Dalton y sus colegas químicos eran aparentemente indivisibles, y siguiendo a Demócrito se las denominó átomos. Pero en diversos experimentos llevados a cabo en la primera década del siglo XX por los físicos neozelandeses Er-



nest Rutherford y Ernest Marsden y por el alemán Hans Geiger, algo parecía indicar que los átomos tenían una estructura interna, lo que haría tambalear la hipótesis de indivisibilidad. Estos físicos expusieron una fina lámina de oro a un haz de partículas cargadas positivamente que eran emitidas por ciertas sustancias radiactivas. El origen de esas partículas no se conocía en aquel momento, pero posteriormente se averiguó que también constituían una prueba clara de la estructura y divisibilidad del átomo: se denominan «partículas alfa» (figura 2) y son, en cierto modo, trozos de núcleos más grandes. A través de la señal que dejaban esas partículas sobre placas fotográficas y otros materiales sensibles, se pudo observar que muchas de ellas atravesaban la lámina de oro sin desviarse, lo que indicaba que existían muchos espacios vacíos, y que otras lo hacían solo ligeramente, lo que se podía interpretar como múltiples choques con los átomos de la lámina.

Pero lo más interesante es que algunas partículas, aunque muy pocas (aproximadamente una de cada mil), sufrían grandes desviaciones al atravesar la lámina, llegando incluso a rebotar. Ese comportamiento no se podía explicar mediante choques con

FIG. 2



Representación esquemática de las trayectorias de partículas alfa atravesando un átomo. Las que colisionan con el núcleo rebotan, mientras que el resto apenas modifica su trayectoria.

átomos sin estructura, sino que era necesario suponer la existencia de una zona en el interior del átomo que, aunque con un volumen muy pequeño, concentrara la mayor parte de su masa y tuviera carga positiva: el núcleo. Solo cuando las partículas alfa pasaban cerca de esos núcleos, lo cual era poco probable porque ocupan muy poco espacio, se desviaban mucho de su trayectoria e incluso se daban la vuelta.

En este nuevo modelo atómico, los electrones se sitúan en la «corteza», alejados del núcleo y unidos a él por atracción electromagnética. Como algunos de ellos se pueden desligar del núcleo con relativa facilidad, se producen fenómenos eléctricos conocidos desde la antigüedad. Por ejemplo, la acumulación de carga en el mineral de ámbar en forma de electrones tras ser frotado con pieles; de hecho, el término electrón proviene del griego y significa ámbar. Por supuesto, este es también el origen

de los fenómenos de corriente eléctrica, de ciertas propiedades térmicas y de la tecnología electrónica.

El bombardeo con partículas alfa también permitió descubrir que los núcleos tampoco eran indivisibles, ya que eran capaces de arrancar protones de ellos. El término protón, que fue asignado por Rutherford, proviene del griego y significa primero, porque estas partículas resultaron formar parte de todos los núcleos y en particular del más ligero, el de hidrógeno. También podían arrancar neutrones, identificados por el físico inglés James Chadwick en la década de 1930, y cuyo nombre proviene del hecho de que son eléctricamente neutros.

La estructura interna de los protones y neutrones se estudió también con colisiones, pero usando como proyectiles electrones muy energéticos en procesos que se denominan de «dispersión profundamente inelástica». En estos experimentos se encontraron tres regiones duras en el interior de protones y de neutrones, que finalmente fueron identificadas con los quarks que los constituyan. Como hemos hecho con el resto de partículas, deberíamos explicar el origen del término quark, pero lo cierto es que lo introdujo el físico estadounidense Murray Gell-Mann de manera bastante arbitraria: lo sacó de un verso de James Joyce, «Three quarks for Muster Mark!», que traducido sería algo así como «¡Tres graznidos (de gaviota) para Muster Mark!». Gell-Mann especificó que el nombre de la partícula debía pronunciarse como «cuork».

Al hallar cómo está constituido el núcleo de los átomos encontramos uno de los secretos más grandes que existen, si exceptuamos el de la vida.

ERNEST RUTHERFORD

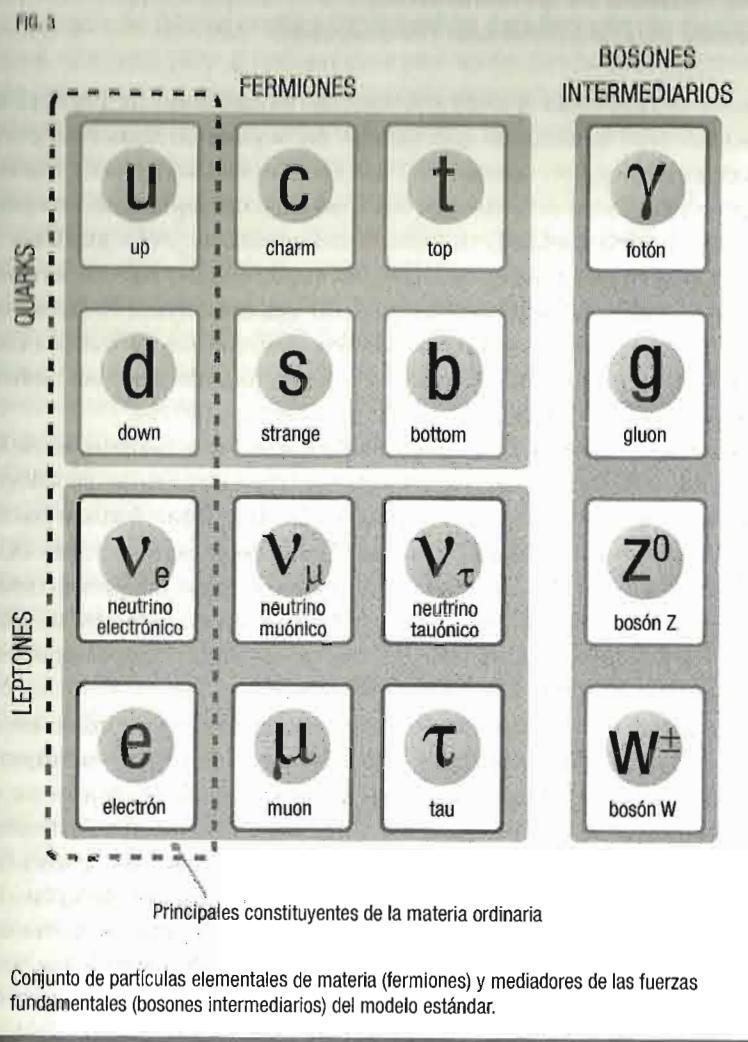
PARTÍCULAS DE MATERIA: TRES NO ES MULTITUD

Además de las tres partículas elementales que hemos mencionado hasta ahora —electrón, quark u y quark d— existen otras en la naturaleza que no forman parte de las estructuras de la materia, es decir, de nucleones, núcleos o átomos (figura 3). Pero estas

otras partículas sí que existen de manera independiente y pueden interactuar con las estructuras materiales. Además del electrón (e), existen otras partículas elementales con propiedades similares pero con masas mayores, que se denominan «muon» (μ) y «tauón» (τ). Paralelamente, además del «quark arriba» existe el «quark encanto» o «quark c» y el «quark cima» o «quark t» (*charm* y *top* en inglés). Y del mismo modo, además del «quark abajo» podemos encontrar el «quark extraño» o «quark s» y el «quark fondo» o «quark b» (*strange* y *bottom* en inglés). Estas partículas que acabamos de añadir no forman parte de las estructuras habituales de la materia porque tienen masas grandes, y son, por tanto, más difíciles de crear y mantener, o dicho técnicamente, son inestables y se convierten rápidamente en partículas más ligeras.

Además existe otra terna de partículas, los neutrinos. Son el «neutrino electrónico» (ν_e), el «neutrino muónico» (ν_μ) y el «neutrino tauónico» (ν_τ), en paralelo a la terna que forman electrón, muon y tauón. Estas seis partículas reciben el nombre común de leptones. Los neutrinos son un caso especial, porque son muy ligeros y existen en la naturaleza en cantidades ingentes, pero no forman parte de estructuras materiales porque apenas interactúan entre sí o con otras partículas.

A las doce partículas elementales que hemos mencionado hasta ahora hay que añadir sus doce antipartículas correspondientes. Se caracterizan por poseer algunas propiedades opuestas a las de su partícula «contraparte». Por ejemplo, la antipartícula del electrón comparte con él algunas características, como la masa, pero sus cargas eléctricas son opuestas: la del electrón es negativa y la de su antipartícula, positiva (de ahí que se la denome positrón). Cuando una partícula y su antipartícula correspondiente colisionan se «aniquilan», es decir, se destruyen, y su materia se transforma en energía. Las antipartículas son mucho menos abundantes en nuestro universo que las partículas; o, en otros términos, la cantidad de materia es mucho mayor que la de antimateria. La razón por la que esto es así aún no se sabe con certeza. De todos modos, algunos tipos de antipartículas se producen en la naturaleza en grandes cantidades, como por ejemplo en el interior de las estrellas.



Esta colección de partículas de materia (y de antimateria) recibe el nombre de fermiones en honor al físico italiano Enrico Fermi, y forman parte del denominado modelo estándar de partículas elementales. Todas ellas juegan un papel en la física de las estrellas, aunque las protagonistas son las más ligeras.

LAS FUERZAS DE LA NATURALEZA: ¿CÓMO INTERACTÚAN LAS PARCÍCULAS?

Hasta el momento hemos establecido el catálogo de partículas elementales de materia que figuran en el modelo estándar, pero apenas hemos mencionado en qué se diferencian unas de otras.

Además, hemos dicho que muchas de esas partículas se unen entre sí para formar combinaciones cada vez más grandes y complejas (nucleones, núcleos, átomos, etc.), pero no hemos aclarado por qué se juntan ni cómo de fuertes son las estructuras que forman. Para entender cómo se clasifican las partículas elementales y cómo interactúan, es necesario presentar las cuatro fuerzas básicas de la naturaleza.

Las partículas ejercen influencias unas sobre otras, que es lo que denominamos fuerzas, y son de varios tipos. En física moderna esas fuerzas no se describen a través del contacto entre partículas, como si se tratase de bolas de billar que chocan y rebotan; y tampoco se explican como influencias a distancia, que se transmiten instantáneamente sin importar la separación y sin mediación de ningún ente. La teoría moderna describe las fuerzas entre partículas materiales (fermiones) a través del intercambio de otras partículas, que se denominan «bosones intermedios» o «mediadores» (el nombre de bosón honra al físico indio Satyendra Nath Bose). Varios bosones pueden encontrarse en el mismo punto del espacio y del tiempo, y de hecho tienen cierta tendencia a hacerlo; los fermiones, o partículas de materia, por el contrario, no pueden ocupar la misma posición en el mismo instante, lo cual dota de cierta estructura y extensión espacial a muchas de sus combinaciones. Una forma más técnica de definir el comportamiento de los fermiones es decir que obedecen al *principio de exclusión de Pauli* (enunciado por el físico de origen austriaco Wolfgang Pauli), que les impide ocupar el mismo estado cuántico, mientras que los bosones no lo obedecen.

Dejando a un lado los abstractos estados cuánticos, quedémonos con que los bosones son las partículas sociables de la naturaleza, que no solo prefieren juntarse entre ellas sino que además fuerzan a los más ariscos fermiones a interactuar.

Como a partir de ahora nos referiremos exclusivamente a este concepto de fuerza como «intercambio de bosones», lo llamaremos «interacción» y hablaremos por tanto desde este momento de las interacciones básicas, o interacciones fundamentales. Para visualizar una interacción en el sentido que acabamos de definir imaginemos dos patinadores sobre hielo que hacen las veces de partículas materiales, los cuales están inicialmente quietos. Si ambos comienzan a lanzarse una pelota (bosón mediador) con suficiente fuerza, está claro que el impulso, tanto al lanzarla como al recibirla, irá alejando a los dos patinadores entre sí: ambos interactúan mediante el intercambio de un objeto, y esa es la clave. Estrictamente hablando, este símil describe únicamente una interacción repulsiva entre partículas, porque provoca su separación mutua, pero en realidad estos intercambios hacen que las interacciones fundamentales sean capaces también de atraer partículas entre sí, desviar sus trayectorias e incluso cambiar el tipo de partícula (por ejemplo, convertir un electrón en un neutrino). Las cuatro interacciones fundamentales conocidas en la naturaleza son la electromagnética, la fuerte, la débil y la gravitatoria.

Lo que Dios ha separado no lo puede volver a unir el hombre.

WOLFGANG E. PAULI

Vínculos entre partículas cargadas: la interacción electromagnética

La interacción electromagnética es responsable de muchos fenómenos con los que estamos muy familiarizados: la química, los estados de la materia, la óptica, fenómenos eléctricos y magnéticos, etc. Es decir, hechos tan variados como el funcionamiento de una brújula, los relámpagos, la luz del Sol, la oxidación del hierro o la evaporación del agua pueden explicarse por la actuación de la interacción electromagnética; se trata de una simplificación extraordinaria de una realidad física aparentemente muy compleja.

Las partículas materiales que interactúan electromagnéticamente son aquellas que poseen carga eléctrica, ya sea de valor

positivo o negativo. La carga de una partícula es como la papeleta que le permite participar en una rifa, que en este caso es una interacción. Cada interacción va asociada a un tipo distinto de carga, y una misma partícula puede poseer varios tipos y participar, por tanto, en diversas interacciones. Los neutrinos solo llevan una papeleta, la de la interacción débil, mientras que los quarks, rozando la ludopatía, juegan a la electromagnética, a la fuerte y a la débil (sin contar con la gravitatoria en estos ejemplos).

Los electrones tienen carga eléctrica negativa, que se puede tomar como unidad de referencia (por tanto, carga -1). El quark u posee una carga positiva de dos tercios ($+2/3$), mientras que el quark d tiene una carga negativa de un tercio ($-1/3$); el protón, por tanto, tiene una carga positiva de una unidad (+1), mientras que el neutrón no tiene carga, puesto que la que tienen sus quarks constituyentes se compensa (recordemos que el protón está formado por quarks uud , con cargas $2/3+2/3-1/3=+1$; y el neutrón por quarks udd , con cargas $2/3-1/3-1/3=0$). En un átomo, con el mismo número de protones en el núcleo que electrones en la corteza, la carga eléctrica también está compensada; pero eso no impide que dos átomos distintos puedan interactuar entre sí electromagnéticamente. Como las cargas positivas y negativas dentro de un átomo están alejadas entre sí, puede sentirse la influencia de ambas separadamente, predominando unas u otras dependiendo de la distancia. A estas fuerzas, que siguen siendo electromagnéticas, se las denomina «residuales» y son las responsables de que los átomos formen enlaces químicos. Si transfieren electrones de unos átomos a otros, dan lugar a *redes de iones* (átomos con exceso o defecto de carga), y si los comparten, dan lugar a moléculas. Estas últimas, aun siendo neutras en su conjunto, pueden formar agregados macroscópicos a causa, de nuevo, de fuerzas residuales electromagnéticas.

El resto de partículas elementales del modelo estándar también posee carga eléctrica, excepto los neutrinos, que como su nombre indica son neutros. Las antipartículas poseen la carga opuesta a sus correspondientes partículas; ya pusimos el ejemplo de la antipartícula del electrón, que posee también una unidad de carga, pero positiva.

Los bosones mediadores de la interacción electromagnética se denominan fotones. Como no tienen masa, su alcance es infinito, por lo que las interacciones electromagnéticas pueden sentirse a grandes distancias. Su intensidad disminuye con el cuadrado de la distancia a la partícula cargada, es decir, si la distancia a la que nos encontramos se duplica, la intensidad de la interacción electromagnética es cuatro veces menor. Los fotones constituyen la luz visible, la radiación ultravioleta e infrarroja, transportan las señales de radio, o calientan la comida en un horno microondas. Todos estos tipos de radiación electromagnética se diferencian en la energía que transportan sus fotones. Las estrellas emiten energía al espacio a través de fotones creados en su superficie. Se trata de un asunto esencial para entender cómo funcionan las estrellas y cómo nos llega información de ellas, y a ello le dedicaremos un capítulo posterior.

Ya solo nos queda establecer cuál es la intensidad de la interacción electromagnética, que es como decir con qué probabilidad emiten o absorben fotones las partículas cargadas. La intensidad viene dada por la *constante de acoplamiento*, que en el caso de la interacción electromagnética tiene un valor de 0,0073 (aunque es más habitual verlo como 1/137, aproximadamente). Ese valor, ¿es grande o pequeño? Para juzgarlo es necesario compararlo con el del resto de interacciones fundamentales, aunque ya se puede adelantar, atendiendo simplemente a sus nombres, que la interacción fuerte es más intensa que la electromagnética, mientras que la débil es menos intensa.

La interacción fuerte: ataduras entre quarks

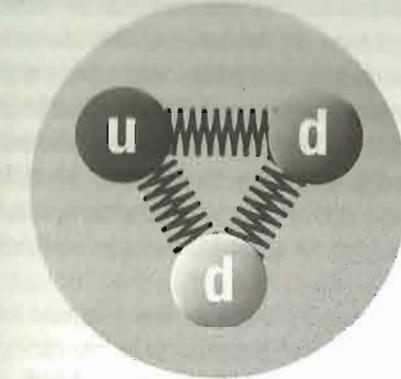
La interacción fuerte es algo más compleja que la electromagnética. Las partículas materiales que participan en ella poseen «carga de color» que, a pesar de su nombre, no tiene nada que ver con los colores ópticos usuales, que son una propiedad de la luz visible (relacionada con la interacción electromagnética). Las únicas partículas elementales que poseen carga de color son los quarks (y los antiquarks). Quedan excluidos por tanto los

leptones: electrón, muon, tauón y los neutrinos. Existen tres tipos de carga de color, en lugar de uno solo como ocurría en la electromagnética: la carga de color roja, la de color azul y la de color verde. Estos nombres son también arbitrarios y no tienen relación con los colores ópticos. Un quark puede tener una unidad positiva de carga de tipo rojo, de tipo azul, o de tipo verde; los antiquarks pueden tener una unidad negativa de cada una de esas cargas de color (o también se dice color antirrojo, antiazul o antiverde). Los quarks se unen siempre en ciertas combinaciones de cargas de color que se denominan «blancas» o, técnicamente, «singletes de color»; por ejemplo, la combinación rojo + verde + azul (figura 4) (en analogía, aunque sin relación, con los tres colores espectrales básicos que al mezclarse dan blanco), o la combinación de una unidad positiva y otra negativa de una carga del mismo color: rojo+antirrojo, verde+antiverde o azul+antiazul. El primer tipo de combinación contiene tres quarks, y las partículas que forman se denominan bariones; los protones y neutrones son de este tipo, y cada uno de sus tres quarks constituyentes posee una unidad de cada carga de color. La combinación del segundo tipo contiene un quark y un antiquark, y las partículas que forman se denominan mesones.

Todas estas partículas compuestas por quarks (bariones y mesones) reciben el nombre conjunto de hadrones. Para que los quarks interaccionen de la manera descrita es necesario que intercambien unos bosones intermediarios, que en este caso se denominan gluones, nombre que proviene del inglés *glue*, pegamento. Los gluones son el análogo al fotón en la interacción fuerte, pero en lugar de una se presentan en ocho variedades distintas, que se distinguen por las cargas de color, positivas y negativas, que transportan. Cuando un quark emite o absorbe gluones, puede cambiar su carga de color.

Los gluones no tienen masa, lo que podría hacer pensar que, como ocurre con los fotones, confieren a la interacción fuerte un alcance infinito. Pero acabamos de ver que lo que sí tienen los gluones es carga de color, en contraste con los fotones, que actúan entre cargas electromagnéticas pero que ellos mismos no la contienen; se podría decir que los gluones son juez y parte

FIG. 4



Representación esquemática de la estructura de un neutrón, formado por un quark de tipo u y dos quarks de tipo d, cada uno con una carga de color distinta y unidos por la interacción fuerte.

en la interacción fuerte. Una importante consecuencia de ello es que la intensidad de la interacción fuerte aumenta con la separación, como si los quarks estuvieran unidos por un muelle que ejerce más fuerza cuanto más se estira; y al contrario, cuando los quarks están muy próximos entre sí formando partículas compuestas, el muelle está relajado y la intensidad es pequeña. Cabe preguntarse si el muelle podría romperse si se estirase mucho, es decir, si los quarks se separasen mucho entre sí; la respuesta es que no, porque la enorme energía que se va almacenando en el muelle tensado es capaz de crear, alcanzado cierto umbral, nuevos pares de quarks y antiquarks que se combinan con los que se intentaban separar inicialmente, y el resultado final es un conjunto de nuevas partículas compuestas, pero nunca quarks libres. Este extraño comportamiento se resume en dos propiedades de los quarks: el *confinamiento*, que los obliga a existir siempre encerrados en partículas compuestas, y la *libertad asintótica*, que implica que los quarks apenas sienten la atadura de la interacción fuerte cuando están dentro de esas partículas compuestas, pero crece mucho cuando se intentan separar. Esta situación sería análoga a la de un juez que, con un humor muy particular, impusiera una sentencia de libertad asintótica a un acusado (el quark): este queda totalmente libre,

siempre y cuando no se salga de una minúscula celda que compartirá además con otros dos presos. El sistema penitenciario es además perverso, porque si uno de los presos intenta escapar, al abandonar la celda queda irremediablemente encerrado en otra nueva, que puede tener que compartir con un anticompañero (antiquark). Como la intensidad de la interacción fuerte depende mucho de la distancia entre las partículas, es difícil dar un valor de su constante de acoplamiento para compararlo con el de otras interacciones, pero a grandes rasgos se puede considerar muy intensa.

La interacción que interesa para la física de los núcleos atómicos y del interior de las estrellas está basada en la interacción fuerte entre quarks, pero tiene ciertas propiedades específicas que influyen en las interacciones entre las partículas compuestas que forman, en particular entre los nucleones, y se describirán con detalle más adelante.

La interacción débil: transformadora de partículas

La interacción débil actúa entre todas las partículas elementales de materia, tanto quarks como leptones, ya que todas poseen carga débil. Este tipo de carga se denomina a veces «carga de sabor»; ni que decir tiene que, de nuevo, se trata de una nomenclatura curiosa que nada tiene que ver con nuestras papillas gustativas. Existen dos tipos de esta carga (recuérdese que existen tres tipos de carga fuerte, y solo uno de carga electromagnética).

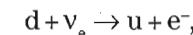
Las partículas que median las interacciones débiles se denominan bosones vectoriales y son de tres tipos: W^+ (uve doble más), W^- (uve doble menos) y Z^0 (zeta cero). Además de carga débil, los W transportan carga electromagnética (positiva o negativa, según indica su nombre), y los tres poseen masas bastante grandes.

Una consecuencia de esto último es que el alcance de esta interacción es muy corto, del orden de una milésima de fermi. Esta unidad de longitud equivale a una milésima de millonésima de millonésima de metro (en notación científica, $1 \text{ fm} = 10^{-15} \text{ m}$). Su símbolo es «fm» y el nombre hace honor al físico Enrico Fer-

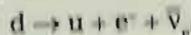
mi, aunque también existe una denominación sistemática de esta unidad, conocida como *femtómetro*. Se trata prácticamente de una interacción de contacto, es decir, que tiene lugar muy cerca de las partículas que intervienen. Además, la gran masa de los bosones intermediarios tiene otro importante efecto: reducir la constante de acoplamiento efectiva, es decir, la intensidad de la interacción, que en condiciones típicas resulta ser miles de veces inferior a la de la interacción electromagnética.

Desde el punto de vista de la interacción débil las partículas de materia se clasifican en parejas de quarks ($u-d$, $c-s$, $b-t$) y de leptones ($e-\nu_e$, $\mu-\nu_\mu$, $\tau-\nu_\tau$). Cada miembro de una pareja posee una carga de sabor distinta. Los bosones mediadores de la interacción débil son como un condimento capaz de cambiar el sabor, es decir, convertir una de las partículas en la otra dentro de una pareja. Lo curioso de esta interacción es que los dos miembros de la pareja son bastante distintos: poseen masas y cargas eléctricas diferentes; por eso decimos que esta interacción es capaz de transformar unas partículas en otras, por ejemplo un electrón en un neutrino, este último sin carga eléctrica y con una masa más de un millón de veces inferior a la del electrón. A nivel macroscópico equivaldría a contar con una fuerza que transformase un diplodocus en un ratón.

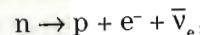
Una de las transformaciones más interesantes que causa la interacción débil son las «desintegraciones beta» (β). Piénsese primero en un quark d que se transforma en su pareja, el quark u , emitiendo un bosón W^- , y en un neutrino electrónico que al absorber ese bosón se transforma en su pareja, un electrón; como inicialmente se tiene un quark d y un neutrino y al final del proceso un quark u y un electrón, en forma de reacción se puede escribir:



donde el bosón mediador no aparece. Ahora considérese la reacción en la que el neutrino no entra en la reacción, sino que se emite un antineutrino (indicado con una barra sobre su símbolo):



Cambiar el lado de la reacción en el que se encuentra una partícula, pasando de ser absorbida a ser emitida, o al revés, siempre es posible si se cambia además esa partícula por su antipartícula (y si se sigue cumpliendo la ley de conservación de la energía). Si además el quark d inicial forma parte de un neutrón, constituido por tres quarks udd, la reacción que tenemos es:



donde el quark u producido queda entonces dentro de un nucleón de composición uud, es decir, un protón. Acabamos de ver, pues, que la interacción débil es capaz de transformar un neutrón en un protón; también puede transformar un protón en un neutrón, cuando se encuentran en el interior de ciertos núcleos. Volveremos sobre todo esto más adelante porque las desintegraciones beta tienen una importancia capital para la física de las estrellas: determinan qué núcleos y en qué proporción se pueden formar en el interior de las estrellas, y además liberan energía y son fuente de neutrinos emitidos al exterior.

La Interacción gravitatoria: atracción a gran escala

Esta última interacción básica actúa entre partículas materiales que poseen carga gravitatoria, que no es otra cosa que la masa; además, como la energía tiene un equivalente en masa, esta también contribuye a la carga gravitatoria. La intensidad de dicha interacción es insignificante en comparación con cualquiera de las tres anteriores; por ejemplo, la atracción eléctrica entre un electrón y un protón es mil trillones de trillones de veces (un 1 seguido de 39 ceros) superior a su atracción gravitatoria. Por esta razón, la interacción gravitatoria se ignora en la física de

partículas y no forma parte del modelo estándar. Sin embargo, como la interacción gravitatoria siempre es atractiva, cuando se acumulan grandes cantidades de masa su efecto sí se hace importante, como ocurre en el caso de los planetas o las estrellas. Estos cuerpos celestes se forman por la interacción gravitatoria mutua entre la materia que los constituye, y pueden, además, formar parte de estructuras aún mayores, como sistemas solares, galaxias o cúmulos de galaxias, por la interacción gravitatoria entre varios (a veces miles de millones) de esos cuerpos. De la existencia de estas grandes estructuras se puede deducir, además, que el alcance de la gravedad es muy grande; de hecho es infinito, como el de la interacción electromagnética, y su intensidad sigue la misma dependencia inversa con el cuadrado de la distancia.

Las características de la interacción gravitatoria que hemos descrito hasta ahora fueron establecidas por el físico inglés Isaac Newton en el siglo xvii. Como dice la famosa historia, fueron inspiradas por la observación de una manzana que caía del árbol atraída por la Tierra; si realmente golpeó en su caída la cabeza de Newton, está claro que el impacto tuvo consecuencias de gravedad. Hacia 1915 Albert Einstein interpretó en su famosa teoría de la relatividad general que el comportamiento de los objetos en un campo gravitatorio depende en realidad de la geometría del espacio-tiempo. Así, la presencia de grandes masas modifica la geometría espacio-temporal, y los cuerpos que se mueven cerca de ellas lo hacen libremente (sin interacción gravitatoria), pero adaptándose a esa nueva geometría. Esta reinterpretación puede visualizarse mediante una cama elástica sobre la que se hacen rodar canicas, que seguirán líneas rectas puesto que, una vez lanzadas, ninguna otra fuerza actúa sobre ellas. Si se sitúa entonces una masa muy grande en medio de la cama elástica, esta se deforma y cualquier canica que lancemos sobre ella seguirá trayectorias curvadas que se adaptarán a la nueva geometría. La deformación que adquiere la cama elástica es proporcional a la masa que la produce, pero independiente de la masa o de cualquier otra propiedad de las canicas que se mueven sobre ella. En esta analogía la cama elástica es una superficie, es decir, tiene dos dimensiones, pero en la teoría de la relatividad

OBJETIVO: LA UNIFICACIÓN

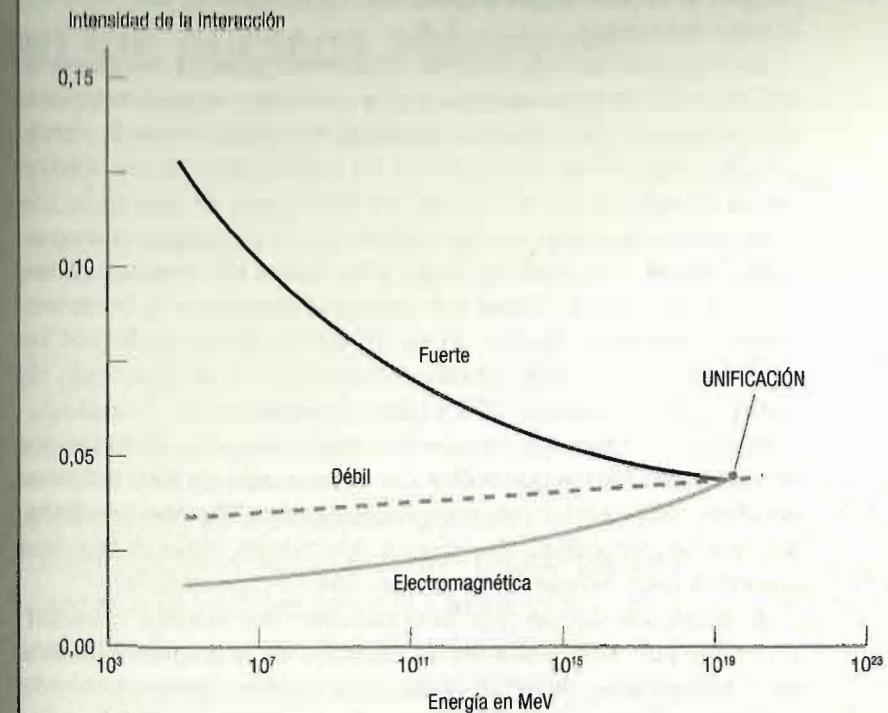
La posibilidad de describir la estructura y el comportamiento de la materia ordinaria en términos de unos pocos tipos de partículas elementales y de cuatro tipos de interacciones que se dan entre ellas representa un enorme logro de simplificación. Aun así, existen motivos para pensar que las tres interacciones del modelo estándar (electromagnética, fuerte y débil) son solamente aspectos distintos de una única interacción. Esa interacción unificada mostraría tres comportamientos diferentes a bajas energías, pero a energías muy grandes serían indistinguibles. ¿Cómo es posible que interacciones con intensidades tan diferentes entre sí puedan ser en realidad la misma? La respuesta es que la intensidad de las interacciones, expresada a través de la constante de acoplamiento, depende de la energía considerada en el proceso en cuestión (como muestra la figura), o de manera equivalente, de la distancia a la que se exploran las partículas. Las cargas de las partículas, ya sean cargas electromagnéticas, de color o de sabor, varían conforme nos acercamos a ellas o, de manera equivalente, conforme aumenta la energía con la que se interacciona con ellas. Ello se debe a que en el espacio vacío que las rocas, que en realidad no está vacío, tienen lugar fluctuaciones cuánticas que debilitan o reforzán la verdadera carga de las partículas. En las interacciones electromagnética y débil esas fluctuaciones apuntillan las cargas, es decir, las debilitan cuando se observan desde lejos, pero aumentan al acercarse a las partículas mediante procesos cada vez más energéticos. En la interacción fuerte, en cambio, las fluctuaciones del vacío ejercen un antipuntillado, reforzando la carga del quark conforme aumenta la distancia pero debilitándola al acercarse a él. Estas variaciones de las cargas se absorben en el valor de las constantes de acoplamiento, que pasan a ser dependientes de la energía.

Nuevas interacciones aún por descubrir

Debido a esta dependencia con la energía, las constantes de acoplamiento de las interacciones del modelo estándar pasan de ser muy diferentes entre sí a energías bajas a casi coincidir a energías muy altas. Ese «casi» es muy importante, porque puede convertirse en coincidencia total si se añaden a la teoría nuevas interacciones, aún no descubiertas, que relacionen quarks con leptones (teorías de unificación) y fermiones con bosones (teorías supersimétricas), lo que además implicaría la existencia de nuevas partículas elementales. A pesar de aumentar el número de partículas, quedarían clasificadas de una manera mucho más simple y simétrica, y bajo la interacción unificada serían en realidad diferentes estados de una misma partícula.

Esperando la «gran unificación»

La energía de unificación de las interacciones pudo darse en los primeros instantes del universo, cuando era muy caliente y denso, pero hoy en día es difícil que se den esas circunstancias ya sea de forma natural o en los laboratorios con aceleradores de partículas. Por eso, a las escalas de energía habituales, las tres interacciones del modelo estándar son fácilmente distinguibles. Además de estos esfuerzos teóricos de «gran unificación», la hipótesis de que la interacción unificada y la interacción gravitatoria sean también dos aspectos de una única fuerza se denomina *teoría del todo*, pero su formulación es, evidentemente, aún más especulativa. Ya



Gráfica que representa la variación de las intensidades, o constantes de acoplamiento, de las interacciones del modelo estándar en función de la energía de los procesos. Se observa que a energías muy altas las tres intensidades casi coinciden, lo que es un indicio de la existencia de una fuerza unificada.

a principios del siglo XIX el físico francés Pierre-Simon de Laplace reflexionaba sobre el hecho de que «una inteligencia que conociera todas las fuerzas que actúan en la naturaleza en un instante dado y las posiciones momentáneas de todas las cosas del universo, sería capaz de abarcar en una sola fórmula los movimientos de los cuerpos más grandes y de los átomos más ligeros». Es posible que un día descubramos la fórmula del todo que esa inteligencia superior, o «demonio de Laplace», emplea para describir el mundo, pero lo que es seguro es que no lo hará de la manera determinista que pensaba Laplace: la mecánica cuántica es intrínsecamente aleatoria y, por tanto, la realidad a pequeñas escalas es esencialmente impredecible.

general el espacio que se curva por la presencia de masas tiene tres dimensiones espaciales y una temporal, lo que implica que no solo se modifican las trayectorias en el espacio, sino también el paso del tiempo.

La ecuación principal de la relatividad general relaciona la distribución de masa-energía con la curvatura espacio-temporal que producen; y a la inversa, también determina cómo la curvatura del espacio-tiempo modifica las trayectorias de los objetos que se desplazan por él. Una de las soluciones de esta ecuación tiene forma de ondas que se desplazan por el espacio transportando energía, de modo análogo a las ondas electromagnéticas, como la luz. Son emitidas por masas aceleradas y la confirmación experimental directa de su existencia se ha producido recientemente en el laboratorio estadounidense de detección de ondas gravitacionales LIGO (*Laser Interferometer Gravitational-Wave Observatory*), que ha detectado las ondas emitidas por dos agujeros negros que colisionaron hace más de 1000 millones de años. Estas ondas están asociadas a unos bosones mediadores que se denominan gravitones, que tienen masa nula y son análogos a los fotones de la interacción electromagnética.

A diferencia de las tres interacciones del modelo estándar, no existe hoy en día una teoría cuántica de la gravedad basada en el intercambio de gravitones. Pero la relatividad general y la mecánica cuántica pueden aplicarse conjuntamente a la descripción de los sistemas físicos donde ambas sean relevantes, como se hace con éxito en el caso de las estrellas: estos cuerpos se forman y mantienen su estructura debido a la atracción gravitatoria de la materia que contienen, entre la cual se rompen y establecen interacciones fuertes que liberan grandes cantidades de energía, interacciones débiles que transforman núcleos de unos elementos en otros, e interacciones electromagnéticas que influyen en los procesos anteriores y que además son responsables de la emisión de radiación desde la superficie.

El dominio de la energía en los núcleos atómicos

Los núcleos atómicos son estructuras muy complejas, pero unas cuantas propiedades básicas son suficientes para entender cómo dominan la energía, lo que a su vez abre la puerta a la comprensión de lo que sucede en el interior de las estrellas.

Las cuatro interacciones fundamentales de la naturaleza intervienen de manera coordinada en las estrellas para mantener su estructura y su funcionamiento. Actúan entre las partículas de materia más ligeras, que son los constituyentes principales de las estrellas: electrones, quarks u y quarks d, estos últimos unidos por la interacción fuerte formando nucleones. Estos no poseen carga de color global, pero la distribución de los quarks en su interior permite que establezcan una interacción fuerte residual que es capaz de ligarlos para formar núcleos.

La interacción fuerte fundamental se suele denominar «interacción fuerte de color» o «entre quarks», mientras que la residual se suele denominar «interacción nuclear fuerte» o «interacción fuerte entre nucleones». Esta última constituye el pegamento nuclear, y es menos intensa que la primera, por ser de carácter residual, pero mucho más que la interacción electromagnética o la débil. En el interior de las estrellas se alcanzan energías suficientemente grandes para hacer y deshacer enlaces entre nucleones creados por la interacción nuclear fuerte, pero no para liberar los quarks de cada nucleón, unidos por interacción fuerte de color.

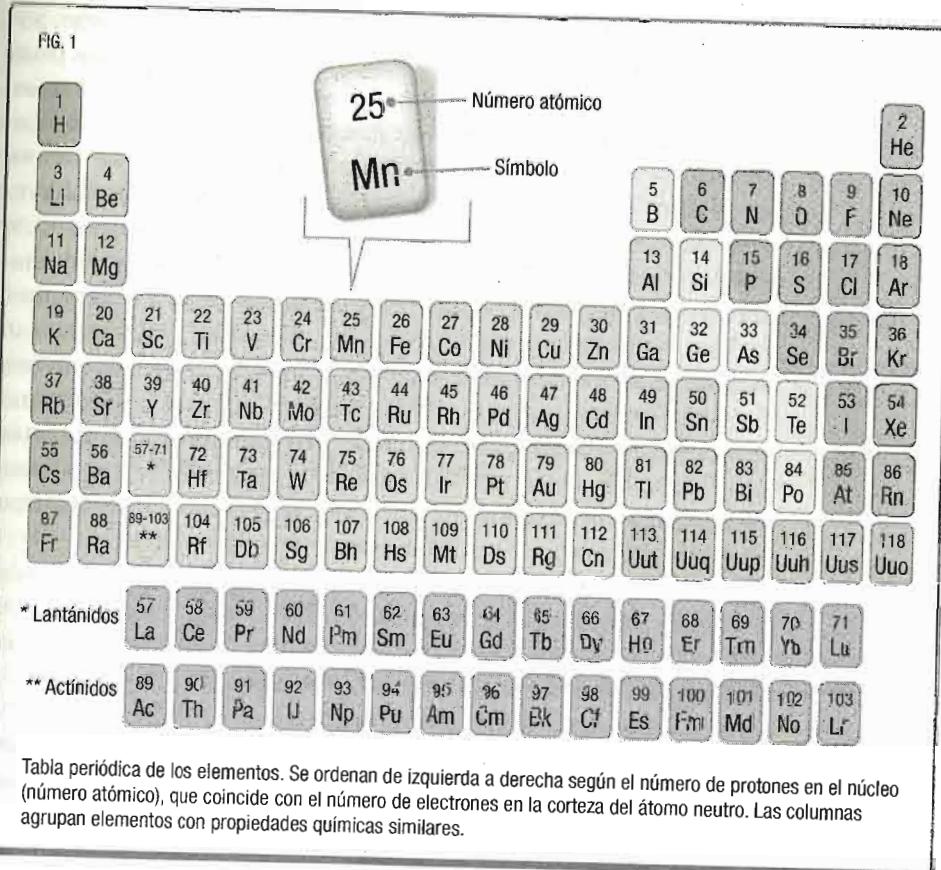
A principios del siglo XX solo se conocían las interacciones gravitatoria y electromagnética. La intensidad de la primera resulta demasiado pequeña como para tener algún efecto relevante a nivel nuclear, mientras que la segunda provoca repulsión entre los protones cargados positivamente, en lugar de mantenerlos unidos. Se postuló entonces la existencia de una nueva fuerza entre los nucleones, que debía cumplir tres características para poder ser el pegamento nuclear que se buscaba: ser atractiva para mantener los nucleones unidos, ser más fuerte que la electromagnética para compensar la repulsión entre los protones, y tener un alcance corto, del orden de la distancia entre nucleones, ya que sus efectos no se notan lejos del núcleo.

Para explicar la interacción de corto alcance entre nucleones, el físico japonés Hideki Yukawa propuso que estos podían intercambiar bosones con masa. Ya vimos que cualquier interacción, desde el punto de vista de la teoría física moderna, consiste en el intercambio de bosones, que en algunos casos, como ocurre en la interacción débil, tienen masa. El bosón intercambiado en la interacción nuclear fuerte se identificó posteriormente con un tipo de mesón denominado pion. Recordemos que los mesones son partículas compuestas por un quark y un antiquark (de tipo u y d en el caso del pion), lo que implica una importante diferencia con las interacciones fundamentales del capítulo anterior, en las que el bosón intercambiado era una partícula elemental, es decir, no compuesta. Los nucleones también intercambian otros tipos de mesones, más pesados que los piones, que explican otras características del pegamento nuclear, como el hecho de que a distancias muy cortas sea repulsivo, es decir, lo contrario a un pegamento.

PONIENDO ORDEN EN EL INTERIOR DEL NÚCLEO

Los núcleos atómicos que tienen el mismo número de protones se dice que pertenecen al mismo «elemento». Sus átomos poseen el mismo número de electrones en la corteza que de protones en el núcleo, que se denomina *número atómico* y se denota por Z.

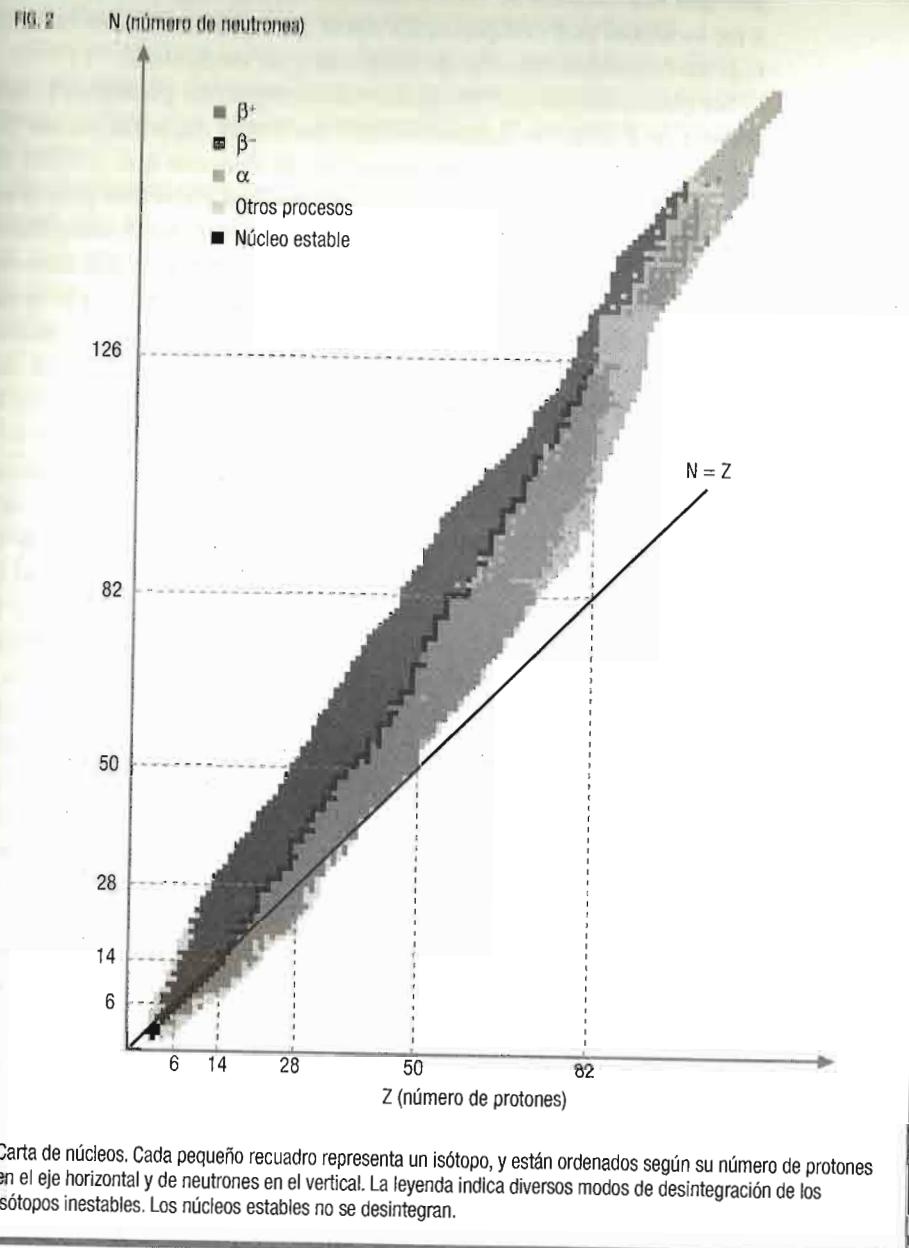
Los electrones toman unas posiciones en torno al núcleo y unas energías que vienen dictadas por las reglas de la mecánica cuántica, y que determinan las propiedades químicas de cada elemento. Los elementos se ordenan en la tabla periódica (figura 1) de izquierda a derecha por número atómico Z creciente, empezando por el hidrógeno ($Z=1$) y llegando hasta el núcleo más pesado que se haya creado ($Z=118$, por el momento). Decimos creado, y no descubierto, porque esos núcleos no existen de manera natural sino que se forman en laboratorio, pero tienen una duración efímera y se desintegran rápidamente en otros núcleos más ligeros. La tabla periódica se ordena además por filas, denominada



das «periodos» (de ahí el nombre de la tabla), y por columnas, y ambas están relacionadas con la distribución de los electrones en la corteza atómica y, por tanto, con las propiedades químicas de los elementos. La primera versión de esta clasificación de los elementos fue propuesta en la segunda mitad del siglo XIX por el químico ruso Dmitri Mendeléyev.

Dentro de un mismo elemento pueden existir núcleos con diferente número de neutrones, denotado por N, que se llaman isótopos. Aunque las propiedades nucleares de isótopos distintos de un mismo elemento pueden variar considerablemente, las propiedades químicas de los átomos correspondientes son prácticamente iguales, porque el número de electrones sigue siendo el mismo y su distribución en la corteza apenas varía. Por esta razón, los isótopos de un mismo elemento ocuparían todos la misma posición en la tabla periódica, y de ahí viene el nombre de *isótopo*, que significa «mismo lugar» en griego. El número total de nucleones en el núcleo se denomina *número másico* y se denota por A: $A = Z + N$. Los núcleos atómicos se identifican escribiendo el símbolo del elemento químico que corresponde a su número de protones (que se puede consultar en una tabla periódica) y situando como superíndice a su izquierda el número total de nucleones A. Como se conoce Z por el símbolo químico, es fácil deducir el número de neutrones del isótopo en concreto, que viene dado por $N = A - Z$, aunque a veces tanto N como Z se indican también como índices junto al símbolo del elemento. Por ejemplo, el isótopo más abundante del plomo es ^{208}Pb , que se lee plomo 208, y que tiene 208 nucleones en total, de los cuales 82 son protones por tratarse del elemento plomo, y los 126 restantes son neutrones.

La variedad de isótopos de cada elemento, que no tiene cabida en la tabla periódica, puede representarse en una carta de núcleos (figura 2) cuyos ejes representan el número de neutrones N y de protones Z. La mayoría de los isótopos ligeros (con A hasta 40, aproximadamente) se sitúan en la carta de núcleos muy cerca de la diagonal que representa el mismo número de protones que de neutrones ($N = Z$); en isótopos más pesados el número de neutrones empieza a crecer con respecto al de protones, y la región donde se concentran se aleja de esa diagonal. Puede surgir la duda de



por qué los núcleos se concentran en ciertas regiones de la carta y no la llenan por completo. Es decir, por qué no existen núcleos con un número arbitrario de protones y de neutrones.

La respuesta es que no toda combinación de protones y neutrones se mantiene ligada, debido a ciertas características del pegamento nuclear y a la presencia de fuerzas que actúan en contra, como la repulsión electromagnética entre los protones. Por ejemplo, en núcleos pesados, la repulsión electromagnética es muy grande porque depende de Z al cuadrado, y son necesarios muchos neutrones para que el pegamento nuclear mantenga el núcleo unido. En consecuencia, no existen núcleos pesados próximos a $N=Z$, pero sí con N bastante mayor que Z . Por eso existe el isótopo de plomo 208 ($Z=82$, $N=126$), pero no el de plomo 164 ($Z=N=82$).

Los argumentos anteriores se traducen en diferencias en la estabilidad de los núcleos. Los núcleos estables son aquellos cuya composición no cambia con el tiempo, y existen alrededor de 250; algunos ejemplos son el hidrógeno 1 (que solo contiene un protón), el hidrógeno 2 (un protón y un neutrón), el carbono 12 ($Z=N=6$) o el oro 197 ($Z=79$, $N=118$). Otros muchos núcleos, de los que actualmente se conocen más de 3 000, se crean en la naturaleza o en laboratorios pero no permanecen eternamente, sino que transcurrido cierto tiempo sufren transformaciones que los convierten en otros núcleos, hasta llegar a los estables. Dependiendo de esa fecha de caducidad, que se denomina «semivida», se dice que los núcleos son más o menos inestables.

CÓMO SON REALMENTE LOS NÚCLEOS ATÓMICOS

Los nucleones están formados por tres quarks de los tipos u y d y, además, posiblemente por efímeras parejas quark-antiquark de tipo s (que se denomina contenido extraño del nucleón), todos ellos intercambiándose gluones frenéticamente. No menos agitado es el intercambio de diversos tipos de mesones entre los propios nucleones, que son el sustento del pegamento nuclear. Aunque los nucleones dentro del núcleo están muy próximos

entre sí, sus posiciones, velocidades y energías se distribuyen ordenadamente según las reglas de la mecánica cuántica.

Muchos núcleos tienen una forma aproximadamente esférica, pero otros están deformados como un balón de rugby (forma proliada), o como una lenteja (forma oblada), o incluso formas más exóticas.

En cualquier caso se puede establecer un radio nuclear promedio, que suele encontrarse entre uno y diez fermis. Se puede dar una estimación del radio nuclear a partir de la raíz cúbica del número másico del núcleo (número total de nucleones que contiene): $r = 1,25 \sqrt[3]{A}$, donde el resultado viene dado en fermis. Por ejemplo, para el carbono 12, con $A=12$, la estimación de su radio proporciona 2,9 fm. Para un núcleo más grande, como el de plomo 208, con $A=208$, la estimación de su radio es de 7,4 fm.

El volumen V del núcleo se puede obtener usando esa estimación para el radio y la fórmula del volumen de una esfera, resultando proporcional al número másico, $V = 8,2 A \text{ fm}^3$ (en unidades de fermi al cubo). La densidad de nucleones se puede calcular dividiendo el número total de ellos, A , entre el volumen que acabamos de obtener, resultando aproximadamente 0,12 nucleones en cada fermi cúbico. Como vemos, la densidad de nucleones no depende de su número, o lo que es lo mismo, del tamaño del núcleo. Esta propiedad se denomina «saturación», y se debe a una combinación de varias características sutiles de la interacción nuclear fuerte, entre ellas la repulsión entre los nucleones a muy cortas distancias.

Esta densidad de nucleones corresponde a una densidad de masa de casi un millón de millones de millones de kilos en cada metro cúbico. Si un balón de fútbol estuviera hecho de materia nuclear, es decir, sin electrones y sin el espacio vacío entre estos y los núcleos, su masa sería de mil millones de millones de kilos; en ese caso los sueldos de los futbolistas sí estarían justificados. De hecho, si el núcleo de los átomos creciera hasta alcanzar el tamaño de un balón de fútbol, los electrones de este nuevo átomo gigante estarían orbitando a varios kilómetros de distancia del balón, lo que da una idea del enorme espacio vacío que existe en los átomos en comparación con el volumen de su núcleo.

MASA Y ENERGÍA: CARAS DE UNA MISMA MONEDA

En su teoría de la relatividad especial, Einstein propuso que cualquier forma de energía posee un equivalente en masa. Eso significa que el contenido energético de un cuerpo influye en su resistencia al movimiento, es decir, en cómo varía su velocidad cuando se ejerce una fuerza sobre él. El equivalente en masa, m , de la energía, E , se obtiene dividiéndola entre la velocidad de la luz (símbolo c) al cuadrado:

$$m = E/c^2.$$

Esto también se puede interpretar de manera inversa, asociando un equivalente en energía a la masa, que no es más que la ecuación anterior expresada de otra manera:

$$E = mc^2.$$

Así, podemos calcular la energía a la que equivale la masa de una partícula sin más que multiplicarla por c^2 . En física de partículas la unidad de energía más frecuente es el *electronvoltio* (símbolo eV), y se define como la energía que adquiere un electrón acelerado en un campo eléctrico con una diferencia de potencial de un voltio; también es muy frecuente un múltiplo de esta unidad, el *megaelectronvoltio* (símbolo MeV), que es un millón de electronvoltios. Estas unidades de energía son del tamaño adecuado para la física de los átomos, especialmente el eV, y de los núcleos, caso del MeV, pero resultan muy pequeñas en nuestro entorno habitual: para colocar este libro en una estantería mis músculos emplean una energía de millones de millones de MeV.

La energía equivalente a la masa del electrón es $m_e c^2 = 0,51$ MeV, la del protón es $m_p c^2 = 938,27$ MeV, y la del neutrón es $m_n c^2 = 939,56$ MeV (protón y neutrón son aproximadamente dos

mil veces más pesados que el electrón). Por abuso del lenguaje, se suele hablar de la masa de las partículas aunque se exprese en unidades de energía; por ejemplo, se dice que la masa del electrón es de 0,51 MeV, como si el factor c tomase el valor 1; los físicos, para no admitir que abusan del lenguaje, hablan de «unidades naturales», en las que masa y energía toman el mismo valor.

ENERGÍA DE ENLACE NUCLEAR: EL TODO MENOR QUE LAS PARTES

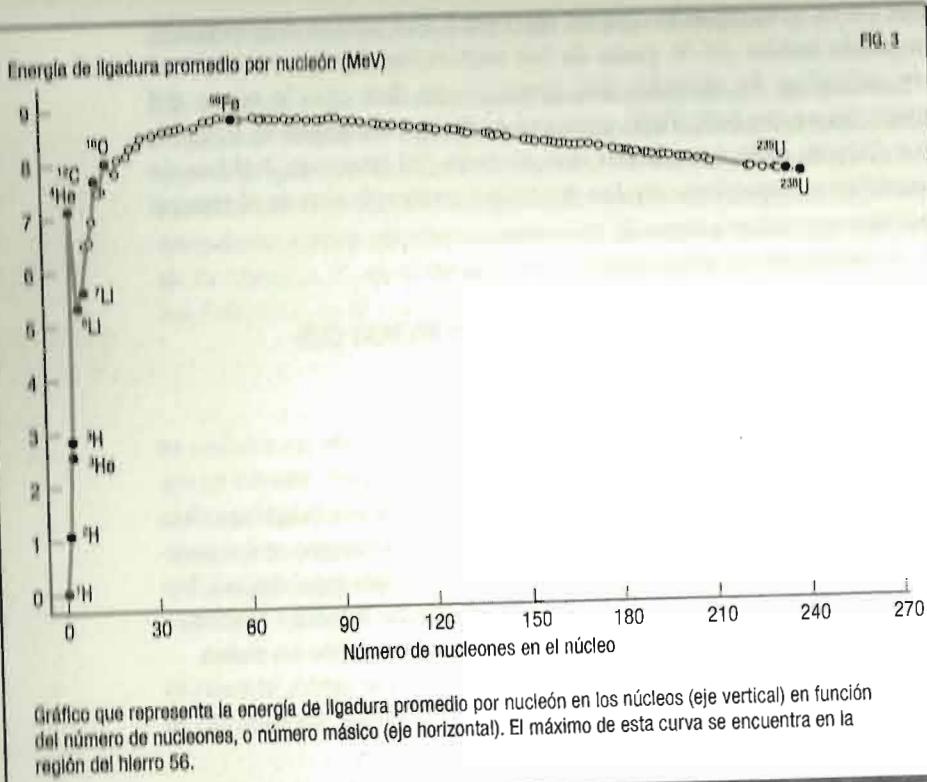
Podría pensarse que para obtener la masa total de un núcleo es suficiente con sumar la masa de sus nucleones, pero eso no es correcto. Los nucleones que se mantienen ligados por la interacción fuerte reducen su energía en comparación con los que se encuentran libres. Esta contribución negativa a la energía total del núcleo se denomina «energía de enlace» o «energía de ligadura nuclear» (figura 3) y, como toda energía, posee un equivalente en masa.

La masa total M de un núcleo se obtiene, por tanto, sumando la masa de sus Z protones, la de sus N neutrones, y restando la masa equivalente a su energía de ligadura:

$$M = Z m_p + N m_n - B,$$

donde B es la energía de ligadura de ese núcleo, cuyo equivalente en masa sería en realidad B/c^2 , pero en unidades naturales ignoramos el factor c . Las contribuciones energéticas que disminuyen la energía total de un sistema, es decir, que llevan signo negativo, aparecen también en la ligadura de los electrones con los núcleos para formar átomos o entre la materia unida gravitatoriamente, como en las estrellas.

Si se divide la energía de ligadura total de un núcleo entre el número de nucleones que contiene, B/A , se obtiene la energía de ligadura promedio por nucleón, que es la energía necesaria



en promedio para arrancar, o desligar, un nucleón de ese núcleo. Esta energía de ligadura promedio disminuye la masa de cada nucleón respecto a la que tiene cuando se encuentra aislado, y no existe un símil macroscópico equivalente para esta situación; es como si en un autobús en hora punta las masas de los viajeros fueran un poco menores que antes de subirse, por efecto de una interacción de ligadura entre ellos.

Cuanto mayor sea la energía de ligadura promedio por nucleón, o lo que es lo mismo, cuanto menor sea la masa promedio por nucleón, menos inestable será un núcleo, es decir, más larga será su semivida (que puede ser incluso infinita, en los núcleos estables). Esto se debe a que los sistemas físicos tienden a alcanzar el estado de menor energía posible y, en el caso de los

núcleos, eso implica mayor energía de ligadura, que contribuye negativamente.

Los núcleos inestables tienden a transformarse, reestructurarse, fragmentarse o reaccionar con otros para producir nuevos núcleos con mayores energías de ligadura, es decir, menos inestables que los iniciales. La masa o energía de los núcleos y partículas finales es menor que la de los iniciales, y el sobrante se transforma en movimiento de los productos de la reacción. Es decir, el aumento de energía de enlace nuclear (negativa) se convierte en «energía cinética» (positiva), de modo que la cantidad total de energía se conserva. Cuando los núcleos y partículas formadas se frenan al atravesar una sustancia, ceden su energía cinética a los átomos presentes en el medio, que adquieren un movimiento desordenado, de carácter aleatorio, que está relacionado con la temperatura y constituye la «energía térmica».

Estas transformaciones de energía que se inicián con la liberación de energía de ligadura nuclear tienen lugar continuamente en el interior de las estrellas, y son las responsables de las altas temperaturas alcanzadas y de las emisiones desde su superficie en forma, por ejemplo, de luz visible.

Al igual que los impuestos, la radiactividad lleva mucho tiempo con nosotros y en cantidades cada vez mayores; no debe ser odiada ni temida, sino aceptada y controlada.

RALPH EUGENE LAPP, FÍSICO NUCLEAR
ESTADOUNIDENSE

NÚCLEOS QUE SE ROMPEN

La energía de ligadura por nucleón crece de manera constante conforme aumenta el número de nucleones del núcleo hasta llegar a $A = 60$ aproximadamente, aunque para núcleos muy ligeros existen algunos picos debidos a detalles de la estructura nuclear que los hacen especialmente estables, como es el caso del helio 4. A partir de $A = 60$, la energía de ligadura por nucleón empieza a disminuir, pero lo hace muy lentamente y se puede decir que permanece aproximadamente constante para la mayor parte de

¿QUÉ ES LA RADIACTIVIDAD?

La radioactividad fue descubierta por el francés Antoine Henri Becquerel en 1896 de forma fortuita mientras estudiaba el fenómeno de la fosforescencia en sales de uranio. Observó inicialmente que estas sustancias, al ser expuestas a la luz solar, eran capaces de volar una placa fotográfica cercana envuelta en papel opaco. Pero llegaron días nublados en París y Becquerel guardó las placas cubiertas junto con las sales en un cajón, descubriendo días después que se habían vuelto a volar. Las radiaciones emitidas por las sales eran, por tanto, independientes de la luz solar y no estaban relacionadas con la fosforescencia, sino con un fenómeno originado en los núcleos atómicos. Los núcleos inestables tienden a transformarse en otros con energías de ligadura por nucleón mayores, a la vez que emiten fragmentos nucleares o diversas partículas. Estos procesos se denominan *desintegraciones radioactivas*; los núcleos que las sufren, *radioactivos*, y sus emisiones, *radiaciones*: las de tipo α consisten en núcleos de helio 4; las de tipo β son electrones o positrones, además de neutrinos; las de tipo gamma son fotones (más energéticos que los de la luz visible), etcétera.

Probabilidades, pero no certezas

El tiempo que tarda un núcleo inestable en desintegrarse viene dictado por las reglas de la mecánica cuántica, que solo proporcionan probabilidades de que sucedan unos resultados u otros, pero nunca certezas. Eso implica que no podemos predecir cuándo se va a desintegrar un núcleo determinado, ni siquiera teniendo una información completa y precisa sobre él. Literalmente, un núcleo concreto se desintegra cuando quiere, y no hay teoría física que lo pueda predecir. Lo más que podemos hacer es asignar a cada tipo de núcleo inestable una *semivida* o *periodo de semidesintegración*, que expresa la cantidad de tiempo necesaria para que, en un conjunto muy grande de esos núcleos, la mitad de ellos sufra una desintegración. Se trata de un atributo estadístico, porque expresa el tiempo necesario para que se desintegren la mitad de los núcleos, con cierto margen de error, pero no cuáles de ellos son los que se van a desintegrar y cuáles no.

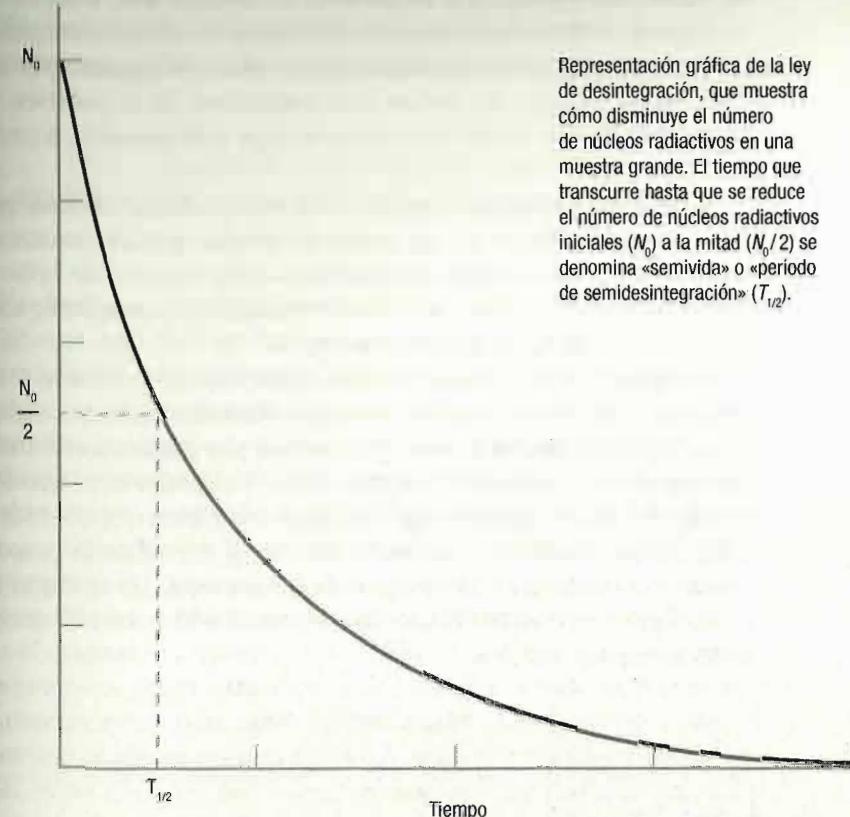
La ley de desintegración radioactiva

De este carácter aleatorio se puede deducir una fórmula de tipo exponencial decreciente, también de naturaleza estadística, que expresa el número de núcleos radioactivos N que quedan sin desintegrar en un conjunto muy grande, en función del tiempo transcurrido t ; se trata de la *ley de desintegración radioactiva* (véase el gráfico):

$$N(t) = N_0 e^{-\frac{\ln 2}{T_{1/2}} t}$$

donde N_0 es el número inicial de núcleos radioactivos (antes de que se desintegre ninguno), $T_{1/2}$ es la semivida de ese tipo de núcleos, y t es el tiempo transcurrido; el resto de símbolos son valores numéricos: $e=2,718$ (número de Euler, base de los logaritmos neperianos) y $\ln 2=0,693$ (logaritmo neperiano de 2).

Número de núcleos radioactivos



Representación gráfica de la ley de desintegración, que muestra cómo disminuye el número de núcleos radioactivos en una muestra grande. El tiempo que transcurre hasta que se reduce el número de núcleos radioactivos iniciales (N_0) a la mitad ($N_0/2$) se denomina «semivida» o «periodo de semidesintegración» ($T_{1/2}$).

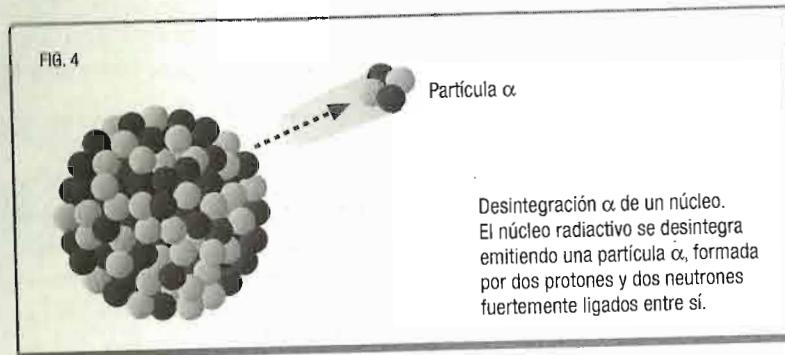
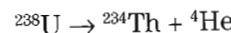
Actividad nuclear

El ritmo con el que los núcleos de una muestra emiten partículas se denomina «actividad», y disminuye con el tiempo al mismo ritmo con el que lo hace el número de núcleos inestables que emiten esas partículas. De hecho, actividad y número de núcleos radioactivos se relacionan mediante la expresión: $A=N \ln 2/T_{1/2}$.

los valores de A; esta última característica está relacionada con la propiedad de saturación: tanto el empaquetamiento de los nucleones (la densidad) como su energía de ligadura no crecen indefinidamente conforme aumenta su número, sino que alcanzan un valor casi estable. De lo anterior se deduce que, a partir de A = 60, los núcleos son teóricamente inestables frente a fragmentación, porque pueden aumentar las energías de ligadura por nucleón si se rompen en trozos más pequeños; en la práctica, la fragmentación se observa en núcleos algo más pesados, a partir del teluro 106.

La fragmentación más usual es la denominada «desintegración alfa» (α) (figura 4), en la que un núcleo pesado inestable, también llamado «núcleo radiactivo», emite núcleos de helio 4, que contienen dos protones y dos neutrones fuertemente ligados y recibe el nombre de «partícula α ».

La radiación de partículas α fue observada por el físico francés Henri Becquerel en minerales que contenían uranio, e identificada por Rutherford como compuesta por partículas de masa considerable y cargadas positivamente. Ya hemos visto que Rutherford no solo estudió esta radiación en sí, sino que además la utilizó para bombardear otras sustancias y descubrir la presencia de los núcleos en el interior de los átomos. Un ejemplo de desintegración α es la del uranio 238, con Z=92 y N=146, que es de la siguiente manera:



donde el helio 4 es la partícula α , y el núcleo producido es torio 234, que tiene dos neutrones y dos protones menos que el uranio 238, que son los que se lleva la partícula α . La masa del núcleo de uranio 238 es $M(^{238}\text{U})=221\,694,92$ MeV, la del torio 234 es $M(^{234}\text{Th})=217\,963,29$ MeV y la de la partícula α es $M(^4\text{He})=3\,727,36$ MeV. La diferencia entre las masas de los núcleos iniciales y las de los núcleos finales en este proceso es:

$$\begin{aligned} Q &= M(^{238}\text{U}) - M(^{234}\text{Th}) - M(^4\text{He}) = \\ &= 221\,694,92 \text{ MeV} - 217\,963,29 \text{ MeV} - 3\,727,36 \text{ MeV} = 4,27 \text{ MeV}. \end{aligned}$$

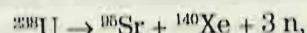
Es decir, en la desintegración α de un núcleo de uranio 238 se liberan 4,27 MeV en forma de energía cinética (movimiento) del núcleo de torio 234 y de la partícula α . A esta diferencia de masas que proporciona la energía producida en el proceso se le denomina «valor Q» de la reacción o de la desintegración.

Otro tipo de fragmentación nuclear es la fisión, en la que un núcleo pesado se divide en dos fragmentos de masas similares, aunque normalmente no iguales. Tampoco es habitual que se produzcan más de dos núcleos, pero sí es muy común que se emitan neutrones, debido a que los núcleos producidos, más ligeros que el original, no tienen tanta repulsión electromagnética entre sus protones y necesitan menos pegamento nuclear en forma de neutrones extra para mantenerse ligados. La desintegración α podría considerarse un caso extremadamente asimétrico de fisión, en el que uno de los fragmentos es muy pequeño (cuatro nucleones) y el otro muy parecido al núcleo original (con solo cuatro nucleones menos).

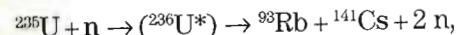
La fisión fue observada experimentalmente por los químicos alemanes Otto Hahn y Fritz Strassmann en 1938, y explicada poco después por la física austriaca Lise Meitner y su sobrino Otto Frisch; este último le adjudicó el nombre de «fisión», en analogía con el proceso biológico de división celular. La fisión estudiada fue la de núcleos de uranio (Z=92) presentes en la naturaleza, que habían sido bombardeados con neutrones, y en-

tre los productos de la reacción se identificó el bario ($Z=56$), es decir, un núcleo bastante más ligero que el inicial.

Tomemos un ejemplo de fisión espontánea en el uranio 238:



en el que se observa la producción de dos núcleos de masas no muy diferentes entre sí, pero tampoco idénticas: estroncio 95 ($Z=38$) y xenón 140 ($Z=54$), junto con tres neutrones libres. Esta combinación de fragmentos es solo una de las muchas posibles en la fisión espontánea del uranio 238, pero cualquiera de ellas es mucho menos probable que su desintegración α . La diferencia entre masas iniciales y masas finales, o valor Q , de este proceso es 171 MeV, unas 40 veces mayor que en la desintegración α . Vamos a aportar también un ejemplo de fisión no espontánea, sino inducida; en él, el núcleo inicial se fisiona solo después de haber absorbido un neutrón con el que ha sido bombardeado:



proceso cuyo valor Q es 180 MeV; el núcleo intermedio, uranio 236, que además posee más energía de la habitual (se encuentra excitado), es muy inestable y se fisiona rápidamente.

Podemos preguntarnos por qué existen núcleos pesados en la naturaleza, en particular con A mayor que 100, si todos ellos son inestables frente a una determinada fragmentación y, por tanto, tienden a romperse en núcleos más ligeros. La respuesta es que no todos lo hacen con la misma rapidez, y de hecho pueden sobrevivir tiempos muy largos como núcleos pesados. Por ejemplo, en los núcleos que sufren desintegración α , esta partícula se forma en el interior del núcleo porque es favorable energéticamente; pero a la hora de ser expulsada se encuentra con la

repulsión electrostática del núcleo en el que está encerrada, ya que ella misma y el núcleo tienen cargas positivas.

Resulta curioso que la repulsión electrostática, que dificultaría enormemente que el núcleo y la partícula α por separado se acercasen mucho entre sí, actúe a la vez como carcelera de la partícula α cuando aún está dentro del núcleo. Si no existiese la mecánica cuántica, sería muy difícil que la partícula α fuese emitida por el núcleo, pero en el mundo cuántico existe una cierta probabilidad de que la barrera electromagnética sea atravesada por el *efecto túnel* (un fenómeno cuántico por el cual una partícula atraviesa una zona que en principio no podría penetrar por carecer de suficiente energía cinética) como calculó el físico rusoespañol George Gamow. Esa probabilidad depende del tamaño de la barrera y de la energía que se libere en la desintegración, que son distintas en cada núcleo, y determina que el núcleo tarde mucho o poco tiempo en desintegrarse. La situación es análoga a la de un preso que intenta escapar de la cárcel, no saltando el muro, que es demasiado alto, sino haciendo un agujero en él, tarea en la que tardará menos tiempo cuanto más fino sea el muro y cuanta más energía emplee. Una descripción similar podría aplicarse a la probabilidad de fisión, aunque con más complicaciones porque el núcleo se deforma antes de escindirse.

Para ver la variedad de longevidades de los núcleos inestables por fragmentación puede compararse la semivida por desintegración α del uranio 224, que es de una milésima de segundo, con la del uranio 238, que es de 4 500 millones de años (cien trillones de veces más larga). La larga semivida del uranio 238 explica por qué está presente en la Tierra a pesar de ser inestable: en toda la historia de nuestro planeta, que tiene una edad similar a la semivida de este núcleo, su cantidad inicial solo se ha reducido a la mitad, pero no ha desaparecido del todo, y lo mismo ocurre con muchos otros isótopos radiactivos que tienen semivididas muy largas.

La creación del átomo llevó menos de una hora, la de las estrellas y planetas unos cuantos cientos de millones de años, pero el ser humano... ¡cinco mil millones de años!

GEORGE GAMOW

TECNOLOGÍA DE LA FISIÓN NUCLEAR

Las reacciones nucleares de fisión pueden ocurrir de manera espontánea en algunas estrellas masivas en etapas avanzadas de su evolución, pero no son en absoluto un mecanismo dominante de producción de energía. En cambio, si lo son en las centrales nucleares, que aprovechan la energía liberada en estas reacciones y en las subsiguientes desintegraciones de los núcleos producidos para calentar un *flujo de trabajo*, por ejemplo agua, que transformado en vapor mueve unas turbinas que generan electricidad. Algunos isótopos que se suelen emplear en las centrales nucleares como material fisionable o combustible nuclear son el uranio 235, que representa un 0,7 % del uranio natural, o el plutonio 239, que se crea artificialmente. Las fisiones que tienen lugar en el reactor son inducidas, es decir, el núcleo que se fisiona necesita absorber primero un neutrón, reacción que adquiere suficiente probabilidad solo cuando estos neutrones son relativamente poco energéticos, o lentos. Además, tras la fisión se producen, junto a los dos fragmentos más ligeros, algunos neutrones sueltos que pueden ser absorbidos por otros núcleos y producir en estos la fisión. Es decir, se trata de una reacción en cadena (véase la imagen), porque los mismos neutrones producidos en una fisión pueden iniciar otras.

Frenando a los neutrones

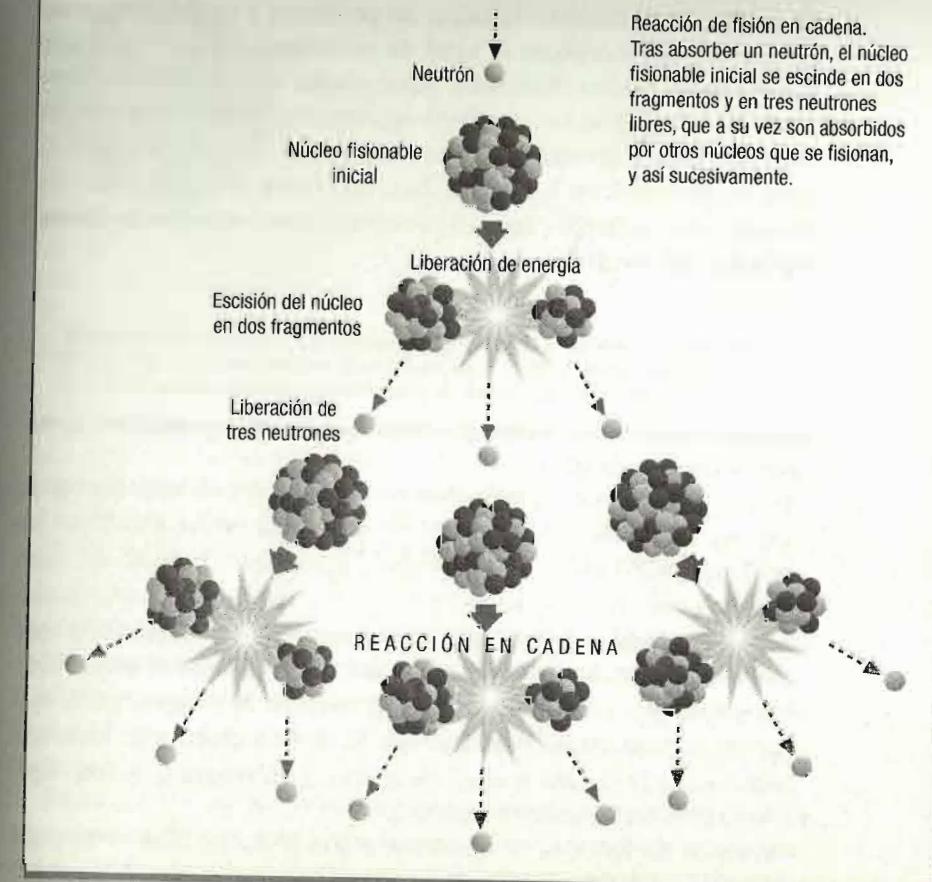
Pero antes de hacerlo tienen que ser frenados, porque se emiten con demasiada energía y así es muy difícil que puedan ser absorbidos. Para ello existe en el interior del reactor un material que frena los neutrones al colisionar con ellos, que se denomina «moderador», como por ejemplo el carbono en forma de grafito. También es importante que exista un mecanismo «controlador» que regule el ritmo de la reacción en cadena o incluso la detenga de manera inmediata en caso de necesidad, y para ello se emplean partes móviles de un material que absorbe eficientemente los neutrones, como el cadmio o el boro. Cabe insistir en que el moderador frena los neutrones pero no los absorbe, favoreciendo la reacción, mientras que el controlador sí los absorbe y, por tanto, reduce el ritmo de la reacción, o incluso la detiene.

Las centrales nucleares

Las centrales nucleares que aprovechan la energía liberada en las reacciones de fisión en cadena controladas llevan operando 60 años, y en la actualidad hay unos 450 reactores en funcionamiento en todo el mundo cuya producción eléctrica se acerca al millón de millones de julios por segundo. La potencia típica de una central nuclear es de unos pocoscientos, o en torno a mil, megavatios (julios por segundo). Los diseños de las centrales son muy variados, y se diferencian en los elementos descritos antes: el tipo de combustible nuclear, el fluido de trabajo (que en algunos casos actúa a su vez como material moderador), etcétera.

Reacciones descontroladas

Si se cuenta con una masa suficiente de material fisionable, que se denomina *masa crítica*, y no existen elementos de control, la reacción de fisión en cadena se desarrolla de manera explosiva en apenas unas milésimas de segundo. El motivo de ese carácter explosivo es que por cada

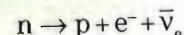


Reacción de fisión en cadena.
Tras absorber un neutrón, el núcleo fisionable inicial se escinde en dos fragmentos y en tres neutrones libres, que a su vez son absorbidos por otros núcleos que se fisionan, y así sucesivamente.

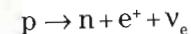
fisión inducida por un neutrón se producen dos o tres neutrones, por lo que, en ausencia de material controlador, el número de fisiones crece exponencialmente. Ese es el fundamento de las bombas nucleares de fisión, como las que se lanzaron durante la Segunda Guerra Mundial sobre las ciudades japonesas de Hiroshima (bomba de uranio) y Nagasaki (bomba de plutonio). Posteriormente se diseñaron bombas basadas en la fusión nuclear de isótopos de hidrógeno, las bombas H o termonucleares, que actúan como pequeñas estrellas, lamentablemente muy destructivas.

METAMORFOSIS DE NUCLEONES

La energía de ligadura por nucleón también puede aumentar si se cambia el número relativo de protones y de neutrones en un núcleo, sin modificar el total de nucleones, es decir, sin que tengan lugar fragmentaciones. ¿Qué puede ocurrir en un núcleo para que un protón se convierta en neutrón, o viceversa? Ya vimos que esa es precisamente la transformación que produce la interacción débil en los nucleones, que toma el nombre de *desintegración beta* (β) (figura 5); recordemos el proceso de desintegración del neutrón:

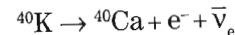


que se denomina en concreto beta menos (β^-), y añadamos el proceso beta más (β^+):



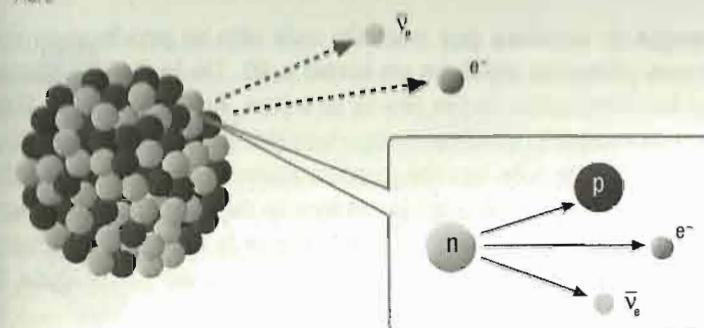
en el que se emite un positrón (antipartícula del electrón) y un neutrino electrónico (en lugar del antineutrino que se emite en el proceso β^-). La desintegración β^- reduce N y aumenta Z en una unidad cada uno, mientras que la desintegración β^+ reduce Z y aumenta N en una unidad cada uno, y en ninguno de los dos casos cambia el número másico A.

Veamos un ejemplo de desintegración β^- en un núcleo: el potasio 40, con Z=19 y N=21. Este isótopo es inestable frente a desintegración β^- , convirtiéndose en calcio 40, con Z=20 y N=20, de la siguiente forma:



La diferencia de masas iniciales y finales en este proceso es de 1,31 MeV. Este ejemplo es interesante porque dos de cada

FIG. 5



Desintegración β^- de un núcleo. El núcleo emite un electrón y un antineutrino electrónico, que provienen de la transformación de un neutrón en un protón. El protón formado permanece ligado en el núcleo, aumentando en una unidad su número atómico.

diez millones de núcleos en nuestro cuerpo son de potasio 40; su semivida es de algo más de mil millones de años, que parece un tiempo muy largo, pero da lugar a unas 4000 desintegraciones por segundo en un cuerpo humano de peso medio; es decir, cada uno de nosotros emitimos miles de electrones y de antineutrinos cada segundo. Y esto mismo ocurre con otros núcleos radiactivos en nuestro organismo, como el famoso carbono 14 que se emplea para estimar la edad de muestras biológicas.

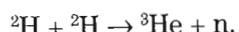
En el interior de las estrellas tienen lugar innumerables desintegraciones de tipo α y β que liberan energía y contribuyen a la transformación de unos elementos químicos en otros. Al emitir una partícula α , un elemento corre dos puestos a la izquierda en la tabla periódica, porque pierde dos protones; en una desintegración β^- , un elemento se transforma en el siguiente en la tabla periódica (gana un protón a expensas de un neutrón), y en una desintegración β^+ , en el elemento anterior (pierde un protón, que se transforma en neutrón). Estos procesos contribuyen, por tanto, a expandir el repertorio de elementos químicos presentes en las estrellas.

LA FUERZA HACE LA UNIÓN: FUSIÓN NUCLEAR

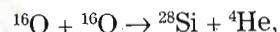
La energía de ligadura por nucleón más alta se produce en núcleos con números másicos en torno a 60. De la misma manera que los núcleos pesados (en la práctica, más allá de $A=100$) pueden aumentar la energía de ligadura por nucleón fragmentándose, los núcleos más ligeros pueden aumentarla uniéndose. Se trata en ambos casos de escalar el monte de energía de ligadura para aproximarse a la cima, haciéndolo por la derecha (fragmentación) o por la izquierda (unión); a este último proceso se le denomina *fusión nuclear* (figura 6).

Mientras que la fisión, como la desintegración α o la β , dependen únicamente de la presencia del núcleo inestable, la fusión solo se produce si dos núcleos colisionan, por lo que la densidad de núcleos en el medio es un factor a tener en cuenta.

Un ejemplo de fusión nuclear es el siguiente:



en el que dos núcleos de hidrógeno 2, también llamado deuterón (formado por un protón y un neutrón), se fusionan para formar helio 3 y un neutrón. La diferencia de masas en el proceso es 3,3 MeV. Otro ejemplo con núcleos algo más pesados es el siguiente:



en el que dos núcleos de oxígeno 16 se fusionan para producir silicio 28 y helio 4 (una partícula α). La diferencia de masas en este caso es 9,6 MeV.

Para que la fuerza fuerte entre nucleones, que es de corto alcance, actúe entre dos núcleos y dé lugar a su fusión, estos tienen que encontrarse muy próximos entre sí, casi en contacto.



Ejemplo de fusión nuclear, en la que un núcleo de hidrógeno 2 (deuterón) y otro de hidrógeno 3 se fusionan para dar lugar a un núcleo de helio 4 (partícula α) y a un neutrón.

Pero entre los núcleos, cargados positivamente, existe también una repulsión electromagnética que exige aplicar una cierta cantidad de energía para acercarlos entre sí. Esta energía es proporcional al producto del número de cargas de cada uno de los dos núcleos y viene dividida por la distancia que los separa. Por ejemplo, la energía necesaria para acercar dos núcleos de oxígeno, con ocho unidades de carga cada uno ($Z=8$), es 64 veces mayor que para dos deuterones ($Z=1$).

Para que la fusión tenga lugar es necesario, por tanto, que los núcleos iniciales puedan aportar a la colisión una energía suficiente para superar la barrera repulsiva electromagnética o, al menos, para atravesarla por efecto túnel, como dijimos que le ocurría a una partícula α que intentaba escapar de un núcleo, pero en sentido contrario. Esta energía inicial necesaria para que ocurra la reacción, que es una «energía de activación», puede provenir de la energía cinética del movimiento aleatorio de los núcleos en el medio, es decir, de la temperatura. A mayor temperatura, más energía poseerán los núcleos para atravesar la barreira repulsiva, entrar en contacto y fusionarse.

En principio, la fusión podría dar lugar a núcleos muy pesados, mucho más allá del pico de energía de ligadura situado en torno al número másico 60. Esos núcleos serían inestables por

fragmentación, pero podrían durar mucho tiempo porque las semividas de muchos de ellos son muy largas. Sin embargo, es muy difícil que se produzcan porque la energía necesaria para superar la repulsión electromagnética entre los núcleos que habrían de fusionarse para formarlos crece muy deprisa, como ya hemos visto al comparar la fusión de deuterones y de oxígenos.

En el interior de las estrellas, las reacciones de fusión crean elementos cada vez más pesados, con las restricciones impuestas por la barrera electromagnética, pero su principal papel es el de generadoras de energía en sucesivas etapas. Los procesos de fusión más comunes en las estrellas, y que más contribuyen a su producción de energía, son los que involucran núcleos de hidrógeno.

CAPÍTULO 3

Las calderas del cosmos: el dominio de la energía dentro de las estrellas

La energía liberada en reacciones nucleares mantiene viva la llama en el interior de las estrellas. No fue fácil llegar a esta conclusión, pero, una vez aceptada, permitió desvelar la mayoría de los secretos del funcionamiento y evolución de las estrellas.

Las transformaciones que sufren los núcleos atómicos, especialmente las reacciones de fusión nuclear, son las responsables de la liberación de energía que tiene lugar en el interior de las estrellas. Recordemos que la fusión consiste en la unión de dos núcleos ligeros para formar otro más grande, que permanece ligado por la interacción fuerte, pero que, para formarse, ha tenido que superar la repulsión eléctrica entre los dos núcleos iniciales.

La energía producida en una reacción nuclear viene expresada en unidades muy pequeñas, los MeV (un megaelectronvoltio equivale a un millón de electronvoltios). Pero las estrellas producen enormes cantidades de energía, lo que implica que son necesarias muchas reacciones para mantenerlas «encendidas». Por ejemplo, una estrella como nuestro Sol emite unos 10^{39} MeV de energía cada segundo, que es un 1 seguido de 39 ceros. Esta potencia (energía producida por unidad de tiempo) equivale a la producción de un trillón de centrales nucleares de tamaño medio, e implica que en el interior del Sol tienen lugar cientos de trillones de trillones de fusiones nucleares cada segundo.

EL VIAJE DE LA ENERGÍA EN LAS ESTRELLAS

En ciertos procesos nucleares de desintegración, fisión o fusión, aumentan las energías de ligadura entre los nucleones y se reducen las masas de los núcleos. La diferencia entre la masa de los núcleos iniciales y la de los núcleos (y partículas) finales se transforma en energía cinética de estos últimos. Es decir, el aumento de energía de ligadura y la consiguiente reducción de masa se transforman en energía de movimiento.

En el interior de una estrella, los núcleos y cualquier partícula que interaccione electromagnéticamente o fuertemente son frenados con facilidad en sucesivos choques con la materia que los rodea, transfiriendo parte de su energía cinética. Como resultado, los constituyentes de la estrella adquieren un movimiento desordenado que se denomina energía térmica, y su velocidad aleatoria promedio se relaciona directamente con la temperatura.

Esa es la razón por la que en invierno nos frotamos las manos para entrar en calor: con el rozamiento, aumentamos el movimiento desordenado de nuestros átomos y moléculas, que implica aumentar la temperatura; se trata de una conversión, aunque a menor escala, de energía cinética en energía térmica.

Los neutrinos creados en algunas reacciones nucleares interactúan débilmente con el resto de la materia, por lo que escapan fácilmente de la estrella llevándose consigo su energía cinética, que no contribuye al aumento de la temperatura.

En resumen, las transformaciones energéticas que tienen lugar en el interior de una estrella siguen, de forma simplificada, la siguiente secuencia:

energía de ligadura nuclear → energía cinética → energía térmica,

donde la conversión entre energía de ligadura nuclear y energía cinética tiene lugar principalmente a través de reacciones de fusión nuclear. Además, la agitación térmica produce la emisión de radiación electromagnética en forma de fotones:

energía térmica → energía de radiación electromagnética.

Esta conversión de energía ocurre también, por ejemplo, cuando un objeto arde y el calor generado produce incandescencia. Los fotones que se producen cerca de la superficie de la estrella escapan al espacio exterior, y parte de ellos llega hasta nosotros, algunos en forma de luz visible. Dada la importancia que tiene para la observación de las estrellas y para el aprovechamiento de su energía, dedicaremos en exclusiva a este tramo de transformación energética un capítulo posterior.

Existe otra secuencia de transformación de energía en las estrellas, con origen en la energía de ligadura gravitatoria:

energía gravitatoria → energía cinética → energía térmica.

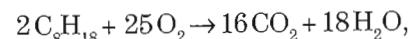
Este proceso es complementario al de origen nuclear, aunque en general menos relevante. Sí cobra importancia en etapas concretas de la vida de la estrella, como responsable del inicio de las diversas reacciones de fusión. Para que estas se produzcan es necesario un aporte de energía inicial que permita a los núcleos aproximarse entre sí. Recordemos que todos los núcleos tienen carga eléctrica positiva, debida a los protones que contienen, y es necesaria una cierta cantidad de energía para superar la repulsión electromagnética entre ellos, de modo que puedan acercarse lo suficiente para que actúe la fuerza nuclear fuerte y se fusionen. La energía gravitatoria liberada en la contracción de la estrella proporciona esta energía de activación para las reacciones de fusión.

BOLAS DE FUEGO EN EL ESPACIO

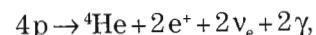
Si tuviéramos que explicar por qué brillan las estrellas sin el conocimiento científico actual, la respuesta que se nos podría ocurrir es que se trata de bolas de fuego suspendidas en el espacio ardiendo permanentemente. De hecho, estamos muy fa-

miliarizados con fenómenos de ese tipo, tanto naturales como controlados por el hombre: incendios, hogueras, etc. Todos ellos son de origen químico, basados en reacciones de oxidación, es decir, en la combinación química con oxígeno o con elementos de propiedades similares. La energía liberada en esas reacciones químicas se transforma en energía térmica y también en energía luminosa por incandescencia, que es la llama que observamos.

Sin embargo, la hipótesis del origen químico de la energía en el interior de las estrellas no se sostiene. Simplemente, la cantidad de energía liberada en una reacción química no es suficiente como para mantener el flujo de energía de una estrella, además de que el combustible se agotaría con mucha rapidez. Una estrella como el Sol consumiría todo su combustible químico, fuese cual fuese, en un periodo de tiempo mucho más corto que la edad de la Tierra, lo cual no tiene mucho sentido. Para hacernos una idea de las diferencias de energía producida en una reacción química de combustión y en una reacción nuclear de fusión, podemos comparar dos ejemplos. Por un lado la combustión de un hidrocarburo:



que libera una energía de unos 60 eV por molécula. Y por otro lado la fusión de cuatro núcleos de hidrógeno (protones) según el proceso que ya hemos visto anteriormente:



que libera unos 6 MeV por cada núcleo de hidrógeno inicial. Se observa que la energía liberada en esta fusión nuclear es cien mil veces superior a la de la reacción de combustión química. Otro ejemplo, esta vez comparando volúmenes: la combustión completa de un litro de gasolina (que es una mezcla de hidrocarburos) produce 35 millones de julios, empleando esta vez unidades de energía más adecuadas a la escala humana, mientras que la fusión completa del hidrógeno contenido en un litro de agua

produciría 75 millones de millones de julios, ¡dos millones de veces más!

Aunque las dos reacciones comparadas, combustión química y fusión nuclear, se escriben simbólicamente de manera muy similar, su naturaleza es muy distinta. En el caso de la reacción química las estructuras participantes son moléculas, es decir, conjuntos de átomos unidos al compartir o intercambiar electrones de la corteza. En el ejemplo anterior intervenían el hidrocarburo octano (C_8H_{18}), el oxígeno gaseoso (O_2), el dióxido de carbono (CO_2) y el agua (H_2O). Los subíndices numéricos a la derecha de los símbolos indican el número de átomos de ese elemento en la molécula, mientras que los números en tamaño normal a la izquierda indican el número de moléculas de cada clase que intervienen en la reacción. En la reacción de fusión nuclear las estructuras participantes son, como ya sabemos, núcleos atómicos o partículas producidas en ellos, y las cortezas electrónicas de los átomos no intervienen. El intercambio de electrones en las reacciones químicas viene dictado por la interacción electromagnética entre ellos y los núcleos, mientras que en las reacciones nucleares los protones y los neutrones se reordenan de acuerdo con la interacción fuerte. Como esta última es mucho más intensa que la electromagnética, las energías puestas en juego en cada tipo de proceso son también muy diferentes.

Técnicamente hablando, las estrellas no son bolas de fuego, ni puede decirse que estén ardiendo, ni quemando combustible, porque toda esa terminología hace referencia a reacciones químicas. Una analogía más correcta, aunque no demasiado poética, sería equipararlas con gigantescas bombas nucleares de fusión, gobernadas tanto por la interacción débil como por la fuerte.

UNA ARRIESGADA APUESTA POR LA FUSIÓN NUCLEAR

La relativamente pequeña cantidad de energía que se libera en las reacciones químicas hace imposible que sean el mecanismo

Hemos encontrado un extraño rastro en las fronteras de lo desconocido.

ARTHUR EDDINGTON

que produce energía en las estrellas. Otra hipótesis, propuesta a mediados del siglo xix por el físico alemán Hermann von Helmholtz y el irlandés William Thomson, también conocido como lord Kelvin, suponía el origen gravitatorio de la energía: las estrellas comenzarían con un tamaño muy grande y, conforme se redujese por colapso gravitatorio, se liberaría energía gradualmente, hasta alcanzar una compresión máxima que impediría seguir liberando energía gravitatoria, y la estrella acabaría enfriándose. Ese mecanismo realmente ocurre en las estrellas, pero no puede ser ni el único ni el más importante, porque las estrellas tendrían una vida demasiado corta. Además, iría asociado a una evolución estelar que no concuerda con la observada, aunque esto no se supo hasta mucho después.

Estas hipótesis fallidas condujeron al físico inglés Arthur Eddington a proponer en torno a 1920 un origen subatómico para la energía producida en las estrellas. En aquella época la física nuclear estaba dando sus primeros pasos y las ideas de equivalencia entre masa y energía de Einstein eran también recientes. Eddington, de hecho, era un experto en relatividad y escribió numerosos artículos explicando al público general las sorprendentes implicaciones de esta teoría. Tenía claro que la producción de energía en las estrellas debía ocurrir en su interior, es decir, la energía que emitían las estrellas estaba contenida en ellas desde su nacimiento, esperando a ser liberada. Esto excluía la hipótesis, que también se había formulado, de que la energía de las estrellas podía provenir del continuo impacto de meteoritos con su superficie, o por la acción de una radiación cósmica desconocida cuya energía era absorbida por la estrella. La razón por la que Eddington estaba seguro de que la energía provenía del núcleo de la estrella es que esa era la única manera de frenar su colapso gravitatorio. Las estrellas se mantienen unidas por la atracción gravitatoria de la masa que contienen, que solo se equilibra si una fuente interna de energía eleva la temperatura y, por tanto, aumenta la presión ejercida desde el interior hacia el exterior.

Una vez que Eddington se convenció de que la energía de las estrellas procedía de su interior y de que su origen era nuclear, propuso tres tipos de procesos: ruptura de núcleos grandes en

otros más pequeños (desintegraciones o fisiones), formación de núcleos complejos a través de otros ligeros (fusiones), o aniquilaciones entre los protones y los electrones del núcleo, que desaparecerían produciendo energía. Esta última opción resulta descabellada con los conocimientos actuales: en el núcleo atómico no hay electrones, y en cualquier caso estos no se aniquilarían con los protones puesto que no son unos las antipartículas de los otros (como sí ocurre entre electrones y positrones, por ejemplo). Pero el error se puede disculpar: el otro componente nuclear, el neutrón, no fue descubierto por James Chadwick hasta 1932.

Eddington se dio cuenta de que las transformaciones nucleares en el interior de las estrellas debían depender de la temperatura, de manera que el colapso gravitatorio se frenase en el momento adecuado con el inicio de las reacciones nucleares. Las desintegraciones o las fisiones no dependen de la temperatura del medio, pero para las fusiones es un ingrediente esencial, porque determina la energía con la que chocan los núcleos y por tanto su capacidad de superar la repulsión electromagnética y aproximarse entre sí. La apuesta de Eddington por la fusión como origen de la energía de las estrellas era arriesgada. En primer lugar, porque nunca se había observado experimentalmente, mientras que las desintegraciones sí (con los trabajos de físicos y químicos como Rutherford, Becquerel, Curie, etc.). En segundo lugar, porque las temperaturas necesarias para iniciar la fusión en el interior de las estrellas parecían ser demasiado altas. El escollo experimental se superó, en cierto modo, con la observación en laboratorio de procesos con cierta similitud al de fusión, como reacciones con proyectiles de protones que eran absorbidos por núcleos. El obstáculo teórico, por su parte, se resolvió con los avances de la mecánica cuántica, al establecerse la posibilidad de atravesar la barrera electromagnética por efecto túnel, que requiere energías, o tem-

Las estrellas tienen un ciclo de vida muy similar al de los animales. Nacen, crecen, se desarrollan internamente y finalmente mueren, devolviendo el material del que están hechas para que nuevas estrellas puedan existir.

HANS BETHE

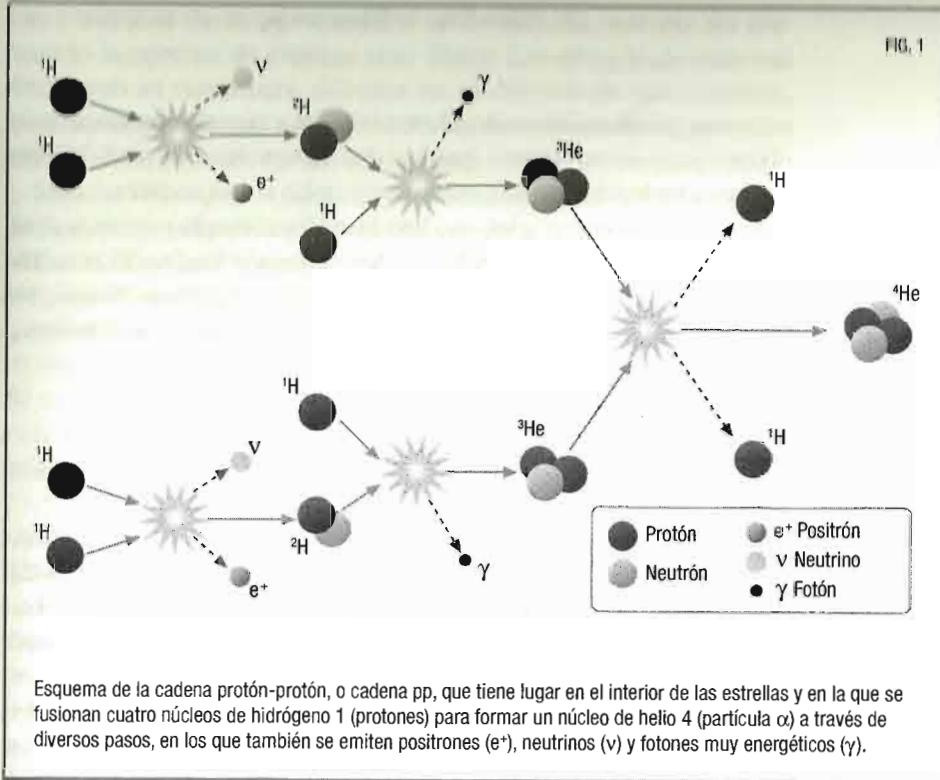
peraturas, inferiores a las que harían falta si hubiera que saltar la barrera. Las temperaturas necesarias para la fusión sí eran, pues, compatibles con la temperatura interna del Sol que había sido estimada por el propio Eddington. Así que, finalmente, la fusión nuclear quedó establecida como el mecanismo principal de generación de energía en las estrellas. En las décadas siguientes se definieron las reacciones concretas que podían liberar esa energía: la fusión de hidrógeno, sobre la que trabajaron los físicos alemanes Hans Bethe y Carl Friedrich von Weizsäcker, y la de otros elementos más pesados, a partir de las investigaciones del astrónomo y físico inglés Fred Hoyle, entre otros.

UNO PARA TODOS Y TODOS PARA UNO: FUSIÓN DE PROTONES

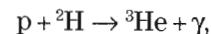
La reacción de fusión más importante en las estrellas involucra núcleos de hidrógeno 1, es decir, protones, y se denomina «ciclo o cadena protón-protón», o «pp» (figura 1). El primer paso consiste en la fusión de dos protones para formar hidrógeno 2 (deuterón) junto con un positrón y un neutrino:



En este proceso la energía liberada o valor Q es de 0,42 MeV, como se puede calcular restando las masas finales de las masas iniciales. Al analizar esta reacción con atención se observa que, a la vez que tiene lugar la fusión, uno de los protones se ha transformado en neutrón. Efectivamente, el hidrógeno 2 está constituido por un protón y un neutrón, y se crea en este proceso porque no existe un núcleo formado por dos protones. La transformación de protón en neutrón es, como vimos anteriormente, de tipo beta más (β^+), y en ella se producen el positrón y el neutrino. La interacción responsable es la débil, mientras que la unión del protón y del neutrón para formar hidrógeno 2 se debe a la actuación de la interacción fuerte.



El siguiente paso consiste en la fusión del deuterón recién formado con un protón para formar helio 3, de la siguiente manera:

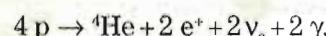


donde γ es un fotón. El helio 3 contiene dos protones y un neutrón, que son los mismos nucleones presentes al inicio ya que aquí no tiene lugar una transformación beta. La energía liberada en este paso es de 5,49 MeV. Por último, dos núcleos de helio 3 se fusionan para formar un núcleo de helio 4, o partícula α , junto con dos protones:



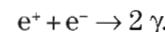
y la energía liberada es de 12,86 MeV. Para que se produzca este último paso es necesario que los dos anteriores ocurran dos veces, produciendo los dos núcleos de helio 3 que se fusionan.

En el proceso completo se han introducido seis protones, que han producido una partícula α y dos protones finales. El resultado neto es, por tanto, de cuatro protones convertidos en una partícula α , junto con dos positrones, dos neutrinos y dos fotones:



con una producción de energía neta de 24,68 MeV. No debe entenderse que la reacción puede tener lugar en un solo paso de la manera que acabamos de escribir, porque eso es muy improbable. Si ya es difícil que se junten en el mismo lugar y en el mismo instante dos protones, y con la energía suficiente como para vencer su repulsión electromagnética, que lo hagan cuatro es prácticamente imposible. Esa es la razón de que este proceso, y otros que veremos después, tengan lugar en pasos encadenados en los que reaccionan solo dos núcleos cada vez.

Antes de terminar con esta cadena de fusión de protones hay que añadir otra contribución de energía relacionada con el positrón que se produce. Cuando se encuentra con un electrón, que es su antipartícula, ambas se aniquilan transformando sus masas (1,02 MeV en total) en energía, en forma de dos fotones:



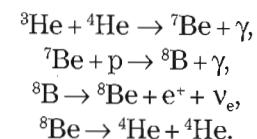
Si añadimos la energía de aniquilación de los dos positrones generados en los pasos anteriores, el total liberado es de 26,72 MeV. Los electrones con los que se aniquilan los positrones es-

tán presentes de manera natural en la estrella, aunque no formando la corteza de átomos sino libres. Las altas temperaturas destruyen la estructura atómica en el interior de las estrellas, quedando los núcleos por un lado y los electrones por otro en un estado de la materia que se denomina plasma.

Hemos visto que se producen fotones tanto en las reacciones de fusión propiamente dichas como en la aniquilación de los positrones. Es importante aclarar que estos fotones, creados en el interior de la estrella, son absorbidos rápidamente por la materia que los rodea, y que por tanto no son el origen directo de la luz ni de ningún otro tipo de radiación electromagnética que nos llega de las estrellas. La radiación que nos llega se produce, en cambio, cerca de la superficie y se emite debido a las altas temperaturas que se alcanzan a partir del calor transmitido desde el interior.

Otras fusiones de hidrógeno

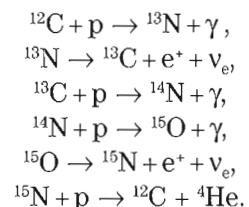
Existen otros procesos de fusión de protones además de la cadena pp. Por ejemplo, el helio 3 que se crea en el segundo paso puede fusionarse con una partícula α para producir berilio 7, que a su vez puede fusionarse con un protón para dar lugar a boro 8, que se desintegra beta en berilio 8 y este finalmente se desintegra α en dos núcleos de helio 4. Estas reacciones se escriben de forma simbólica de la siguiente manera:



Se trata, de nuevo, de varias reacciones encadenadas, es decir, el núcleo producido en una de ellas es un ingrediente de la siguiente reacción. Como se puede observar, el resultado neto es la fusión de un helio 3 con un protón para formar un helio 4, emitiéndose en el proceso un positrón, un neutrino y dos fotones. La

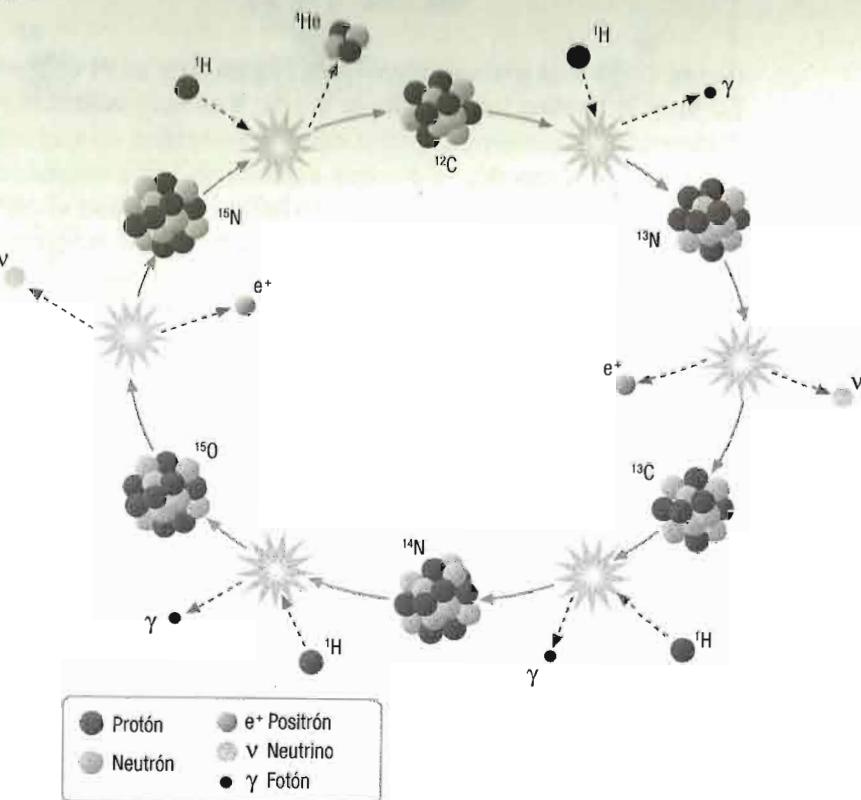
energía liberada es de 19,8 MeV, incluyendo la aniquilación del positrón. El núcleo de helio 4 que se incorpora al inicio de esta secuencia se vuelve a crear al final, por lo que no contribuye a la producción neta pero tiene un papel esencial para que esta cadena de reacciones tenga lugar. El helio 4 actúa como catalizador, que es un término prestado de la química y que se refiere a una sustancia que facilita o acelera una reacción (química o nuclear), pero que no se consume en ella, es decir, sale tal y como entra. Este conjunto de reacciones recibe el nombre de *cadena ppIII*, y existe otra variante con resultado neto muy similar denominada *ppII*, siendo ambas cadenas catalizadas por partículas α .

Otro conjunto de reacciones nucleares que se traducen en la fusión de protones es el denominado *ciclo CNO* (figura 2), nombre que proviene de los símbolos de los elementos involucrados: carbono, nitrógeno y oxígeno. Esta cadena de reacciones intercala desintegraciones beta en las fusiones de protones, de la siguiente manera:



El resultado neto es la fusión de cuatro protones para formar un helio 4, con emisión de dos positrones y dos neutrinos, y fotones. Este conjunto de reacciones también están catalizadas, pero esta vez no por helio 4 sino por carbono 12, que se incorpora al inicio del ciclo pero se produce en la misma cantidad al final. La energía liberada en este ciclo es de 26,72 MeV, contando con la aniquilación de los positrones. Ese valor es igual al de la cadena pp, lo que no debe sorprender ya que la reacción neta es la misma, aunque se lleve a cabo en una cadena de pasos diferente.

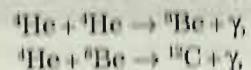
FIG. 2



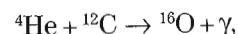
Esquema del ciclo CNO, que tiene lugar en el interior de las estrellas y en el que intervienen núcleos de carbono, nitrógeno y oxígeno que no se crean ni se destruyen de manera neta, pero contribuyen a la fusión de cuatro núcleos de hidrógeno 1 (protones) para formar un núcleo de helio 4 (partícula α) a través de diversos pasos, en los que también se emiten positrones (e^+), neutrinos (ν) y fotones muy energéticos (γ).

Fusiones de núcleos más pesados

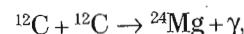
Aunque en menor medida que en el caso de los protones, la fusión de otros núcleos ligeros también contribuye a la producción de energía en algunas estrellas. Tres núcleos de helio 4, o partículas α , participan en la siguiente cadena de fusión:



que se denomina *proceso triple alfa* (figura 3) y en él se liberan 7,3 MeV. El núcleo intermedio de berilio 8 es muy inestable y se desintegra de nuevo con mucha rapidez, en menos de una milbillonésima de segundo, en los dos núcleos de helio originales, a menos que se fusionen antes con otro helio para formar el carbono. Esta última reacción, en teoría, no debería ser muy rápida. Pero un pequeño detalle de la estructura nuclear del carbono 12 hace que su formación a partir del helio 4 y del berilio 8 sea lo suficientemente probable y se desarrolle con la velocidad necesaria. Volveremos más adelante sobre este asunto de la formación del carbono en las estrellas, ya que, aunque parezca extraño, para algunos tiene profundas implicaciones filosóficas. El carbono producido puede fusionarse de nuevo con otro helio para dar oxígeno, liberándose 7,2 MeV de energía:



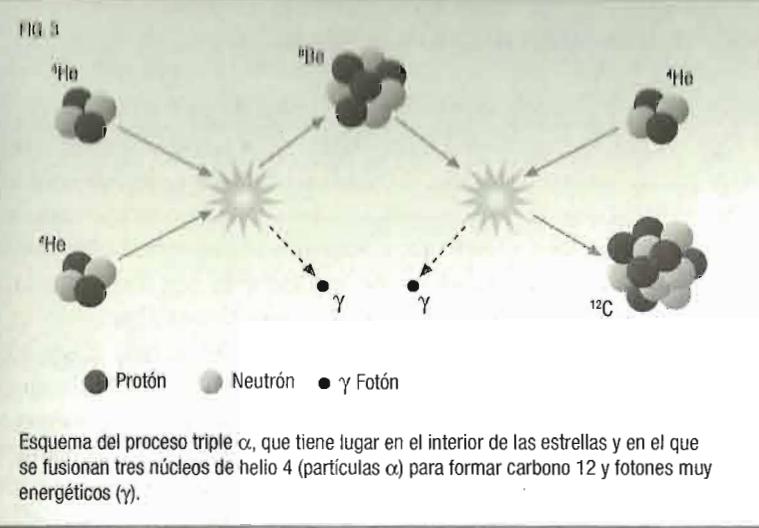
En una fase posterior pueden fusionarse los núcleos de carbono 12 para formar magnesio 24:



y los núcleos de oxígeno 16 para formar silicio 28 junto con una partícula α :



Las fusiones de núcleos pesados como estas últimas requieren energías iniciales cada vez mayores para superar la repulsión



electromagnética entre ellos, y no se producen en las estrellas a menos que se alcancen en su interior las altas temperaturas necesarias. En estrellas suficientemente masivas se forman núcleos aún más pesados por fusión, pero su contribución a la energía es mucho menor y su relevancia reside en la creación de una gran variedad de elementos.

SUPERANDO BARRERAS ENERGÉTICAS

Ya hemos visto que para que dos núcleos se fusionen es necesario que venzan la repulsión electromagnética entre ellos, es decir, que superen una barrera energética. Esta barrera es como un muro que en física clásica es necesario saltar, mientras que en física cuántica puede atravesarse por efecto túnel. La energía necesaria en este segundo proceso es menor que en el primero pero, en cualquier caso, cuanto mayor es la energía cinética de los núcleos al chocar, más fácil es superar la barrera.

La energía de esa barrera es proporcional al producto de las cargas de los dos núcleos que se aproximan, es decir, de sus nú-

ENERGÍA DE FUSIÓN NUCLEAR, UNA APUESTA DE FUTURO (LEJANO)

Del mismo modo que las reacciones de fusión son la fuente principal de energía en el interior de las estrellas, podrían emplearse para producir energía en la Tierra para aprovechamiento humano. Las centrales nucleares que funcionan en la actualidad obtienen energía de la fisión nuclear, pero la fusión presenta algunas ventajas. Por un lado, los núcleos que se producen no son radiactivos, o tienen una semivida muy corta y por tanto desaparecen pronto. Por otro, los núcleos que se pueden emplear para la fusión son abundantes (como el hidrógeno, presente, sin ir más lejos, en la molécula de agua) y, por tanto, se eliminan los inconvenientes de la minería y el tratamiento de elementos fisionables como el uranio o el plutonio.

La fusión no es cosa fácil

Pero también existen serios inconvenientes. El principal obstáculo para mantener reacciones de fusión nuclear de forma controlada es la barrera de repulsión electromagnética. Para acercar dos núcleos de hidrógeno lo suficiente para su fusión son necesarias temperaturas muy altas, que proporcionen choques muy energéticos entre ellos, y también densidades muy grandes para que los núcleos se concentren en un volumen muy pequeño y choquen con más frecuencia. Esto ocurre de manera natural en el interior de las estrellas, donde las altas temperaturas y densidades se alcanzan por compresión gravitatoria. Pero en la Tierra no se pueden emplear los mismos mecanismos gravitatorios para iniciar las reacciones de fusión. Si hubiese en la Tierra masa suficiente para generar esas energías por contracción gravitatoria, no sería un planeta sino una estrella.

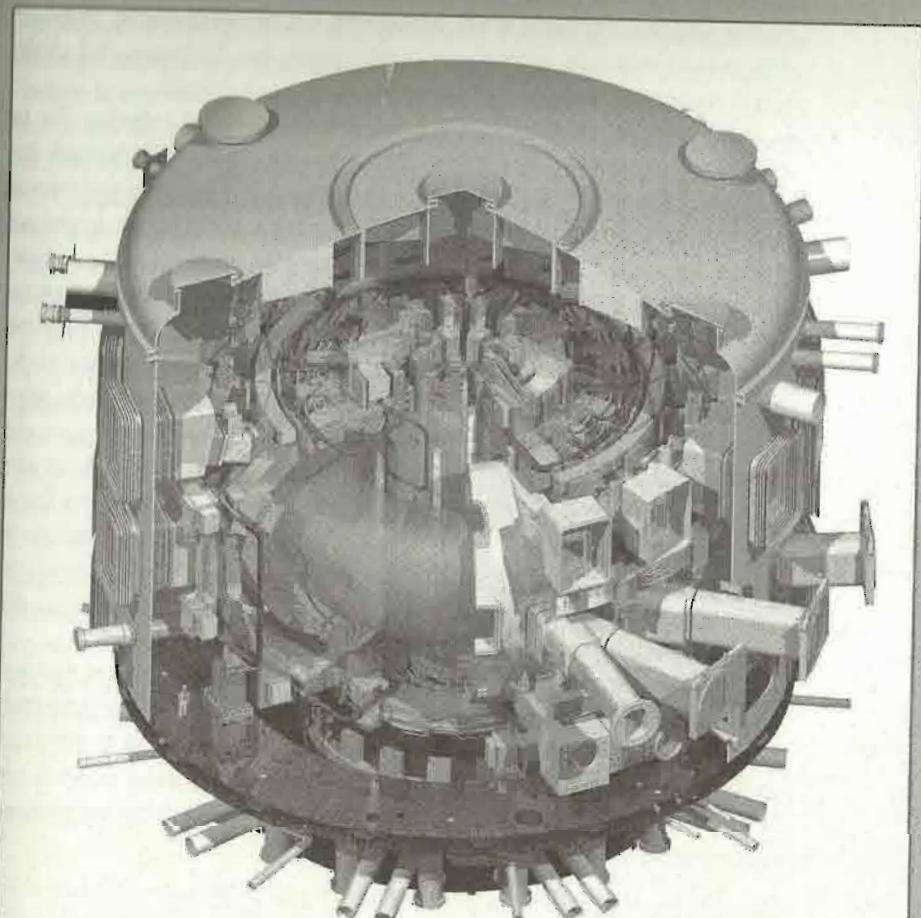
Diez mil millones de grados para calentar el plasma

En los reactores de fusión experimentales se aumenta la temperatura haciendo circular corrientes eléctricas por el plasma y también aplicando radiación electromagnética (como en los hornos microondas), entre otros mecanismos. El plasma es una especie de gas formado por núcleos y por electrones por separado, que es el estado en el que se encuentra la materia a temperaturas muy elevadas. Para mantener alta la densidad del plasma, lo que se denomina «confinamiento», se emplean campos magnéticos. El plasma se sitúa en el interior de una vasija cuyas paredes deben ser capaces de resistir las enormes temperaturas alcanzadas, de unos 100 millones de grados, y los choques entre partículas con altísimas energías. La reacción que parece más prometedora para estos reactores es la siguiente:



que libera 17,6 MeV de energía, mayor que en las reacciones de fusión de protones típicas del interior de las estrellas. Además, a diferencia de la cadena $p-p$, esta reacción no depende de la interacción débil, lo que la hace más probable. Hasta ahora las reacciones de fusión nuclear en laboratorio han empleado más energía en calentar y confinar el plasma que la obtenida en la fusión. Cambiar esta situación, haciendo viable la fusión como fuente energética, es el objetivo del gran proyecto internacional ITER, situado en el sur de Francia. Con un coste de 15 000 mi-

llones de euros (que no deja de aumentar), está previsto que produzca 500 MW (megavatios) de energía de fusión empleando solamente 50 en calentar el plasma, durante 15 minutos de funcionamiento. Pero eso ocurrirá, si todo va bien, más allá del año 2030.



Sección transversal del diseño del tokamak de ITER. Este dispositivo, de unos 40 m de altura, contiene un hueco interior con forma de rosquilla donde se confinará y calentará el plasma de hidrógeno para lograr la fusión nuclear controlada.

meros atómicos Z . Por ejemplo, para los dos núcleos de hidrógeno que intervienen en los dos primeros pasos de la cadena pp, el producto de sus cargas es 1, y para los dos nucleos de helio del tercer paso, el producto es 4. Pero en el ciclo CNO ese factor aumenta hasta 6 para la fusión de un protón con un carbono y hasta 7 para un protón y un nitrógeno. En consecuencia, la energía, o temperatura, necesaria para iniciar las fusiones del ciclo CNO es mayor que para el ciclo pp.

Para que se produzca la fusión del ciclo pp el interior de la estrella debe alcanzar una temperatura de unos 15 millones de grados. A temperaturas tan altas se rompen los enlaces químicos y gran parte de los electrones de la corteza atómica se separan de los núcleos, formando una especie de gas de partículas cargadas (núcleos y electrones), el ya nombrado plasma. La materia también se encuentra en ese estado en las pantallas de ciertos televisores modernos o en el interior de lámparas fluorescentes. Las reacciones del ciclo CNO necesitan una temperatura aún más alta, pero todavía del orden de las decenas de millones de grados. La cadena triple α , en la que se fusionan núcleos de helio 4, requiere 100 millones de grados. Las fusiones de núcleos de carbono 12 se inicien al alcanzar 600 millones de grados, y las de núcleos de oxígeno 16, a los 2000 millones. Y así sucesivamente, con temperaturas siempre en proporción al producto de las cargas de los núcleos que se fusionan.

Las temperaturas en el interior de una estrella como el Sol no son suficientes como para que el ciclo CNO ocurra fácilmente, por lo que la cadena pp es la principal responsable de la generación de energía. Las reacciones del ciclo CNO aportan apenas un 3% de la energía del Sol, pero esa situación puede ser distinta en otras estrellas con mayor temperatura.

LA CHISPA GRAVITATORIA QUE ENCIENDE LA FUSIÓN

Las temperaturas necesarias para iniciar cada etapa de fusiones nucleares en el interior de una estrella se alcanzan gracias a la liberación de energía en la contracción gravitatoria. Para entender

cómo funciona este proceso, imaginemos una gran esfera de gas cuyas partículas se atraen gravitatoriamente, provocando una reducción progresiva de su tamaño. Las partículas se desplazan hacia el centro de la esfera, transformando la energía gravitatoria en energía cinética. Cuando alcanzan el centro, continúan alejándose de él por el lado opuesto, transformando de vuelta su energía cinética en energía gravitatoria en un proceso oscilatorio. Los choques entre la enorme cantidad de partículas involucradas hacen que en cada oscilación se reparta parte de su energía cinética, incrementando la energía térmica y la temperatura.

Cuando la masa gravitatoria es muy grande, la contracción genera temperaturas suficientemente altas como para contrarrestar la repulsión electromagnética entre algunos núcleos e iniciar su fusión: nace una estrella. Esas reacciones liberan a su vez grandes cantidades de energía desde el interior de la estrella, lo que provoca una presión térmica que equilibra la contracción gravitatoria. Las primeras fusiones que tienen lugar en una estrella son las del hidrógeno, porque su repulsión electromagnética es menor. Si se agotan las reservas de hidrógeno, la presión hacia el exterior cesa y la contracción gravitatoria retoma su curso. Pero la energía producida en la contracción aumenta la temperatura, hasta que se alcanza el punto en que son posibles reacciones de fusión de núcleos con mayor carga (más pesados): es el turno de la fusión del helio. Sucesivos períodos de contracción de la estrella incrementan las temperaturas y van encendiendo las reacciones de fusión de núcleos cada vez más pesados.

LA ESTRELLA A DIETA: PÉRDIDA DE MASA

Cuando tienen lugar las reacciones de fusión en el interior de la estrella, parte de la masa almacenada en forma de materia se transforma en energía según la relación de equivalencia que ya conocemos: $E = mc^2$. Se podría pensar que las estrellas pierden masa al mismo ritmo vertiginoso con el que producen energía, pero eso no es cierto, al menos directamente. Mientras la energía liberada en los procesos nucleares permanezca en el interior de

ENERGIAS QUE REDUCEN LA MASA: LA LIGADURA A DIVERSAS ESCALAS

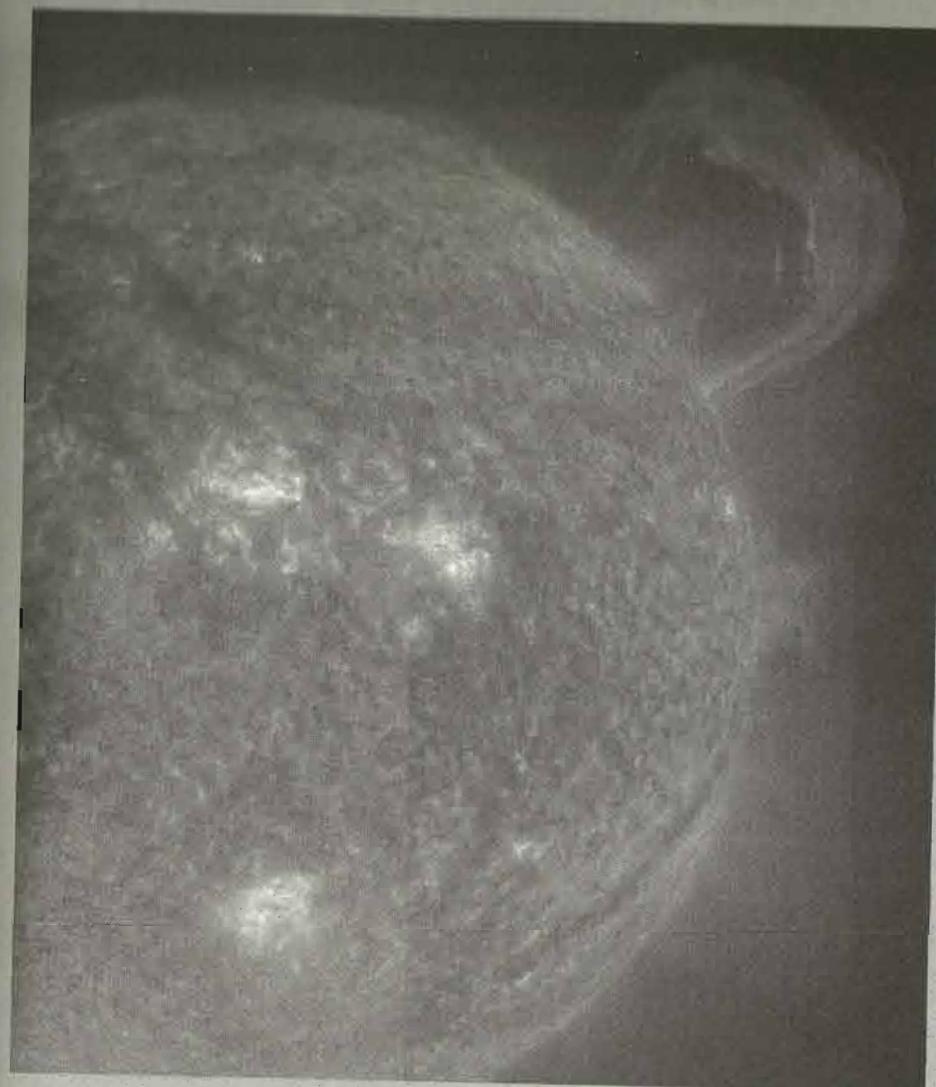
La energía gravitatoria que se libera cuando se forma una estrella a partir de una nube de polvo inicialmente dispersa viene dada por la siguiente fórmula:

$$E_g = \frac{3}{5} \frac{GM^2}{R},$$

donde M y R son la masa y el radio, respectivamente, de la estrella (o, en general, de cualquier cuerpo que mantenga su estructura por atracción gravitatoria), y G es la constante de acoplamiento de la interacción gravitatoria, o *constante de Newton*. Por ejemplo, usando la masa del Sol ($2 \cdot 10^{30}$ kg, dos billones de trillones de kilogramos) y su radio (700 000 km), se obtiene una energía de ligadura gravitatoria de unos 10^{41} julios, cuyo equivalente en masa según la fórmula $m = E/c^2$ representa un 0,00013 % de la masa total. Si el Sol se contrae reduciendo su radio, por ejemplo, a la mitad, se liberaría una energía de ese mismo orden de magnitud, 10^{41} julios, que al escapar de la estrella reduciría su masa en la cantidad equivalente, 10^{28} kg (un billón de billones de kilogramos, que es solo una millonésima parte de su masa total).

Atomos y núcleos también pierden masa

Ya hemos visto una situación similar cuando los nucleones se unen por interacción fuerte para formar un núcleo, liberándose una energía de ligadura que reduce la masa del núcleo respecto de la de los nucleones aislados. Lo mismo ocurre con la energía de ligadura entre los electrones de la corteza y el núcleo de un átomo, que es de origen electromagnético. Como las interacciones responsables tienen intensidades muy diferentes, las energías de ligadura (y sus equivalentes en masa) son también muy distintas. Por ejemplo, cuando un protón se une por interacción fuerte a un neutrón para formar un núcleo de hidrógeno 2, la energía de ligadura es de 2,2 MeV; es decir, la masa de ese núcleo es de 1875,6 MeV, mientras que la de protón y neutrón por separado, es de 1877,8 MeV (2,2 MeV mayor). Cuando ese mismo protón se liga a un electrón mediante la interacción electromagnética para formar un átomo del elemento hidrógeno, la energía de ligadura entre ambos es de 13,6 eV = 0,0000136 MeV, que es muy pequeña en relación a la masa total de sus constituyentes, 938,8 MeV. Para comparar más claramente ambos casos podemos decir que al formarse un núcleo de hidrógeno 2 la masa del sistema se reduce un 0,12 %, mientras que al formarse un átomo de hidrógeno 1 la masa del conjunto se reduce solamente un 0,0000014 % (cien mil veces menos que en el caso nuclear). Para una estrella como el Sol, hemos visto que, al unirse gravitatoriamente, la masa se reduce un 0,00013 %, pero para ello es necesario reunir la enorme cantidad de masa de una estrella. La ligadura gravitatoria entre un protón y un neutrón, que sería comparable a los ejemplos anteriores, es simplemente despreciable. Las energías de ligadura liberadas en la contracción gravitatoria de una estrella y en las reacciones de fusión nuclear en su interior se transforman en radiación electromagnética y neutrinos que, al abandonar la estrella, reducen su masa. También pueden reducir de manera considerable su masa emitiendo partículas muy energéticas en forma de viento estelar.



La radiación electromagnética y los neutrinos que escapan del Sol reducen lentamente su masa. Otro mecanismo efectivo es el viento solar, formado por partículas cargadas expulsadas desde su superficie por intensas fuerzas magnéticas.

la estrella en forma de energía térmica, la masa total de la estrella será la misma: parte de ella en forma de núcleos y partículas, y otra parte como el equivalente en masa de la energía térmica. La suma de ambas coincide con la masa inicial total de la estrella. Recordemos que la energía no se crea ni se destruye, solo se transforma, y lo mismo ocurre con su equivalente en masa.

La forma que tiene realmente una estrella de perder masa es a través de los fotones que se producen en su superficie tras una conversión de energía térmica en energía de radiación electromagnética, y que son emitidos al exterior. Los fotones no tienen masa por sí mismos, pero la energía electromagnética que transportan sí tiene un equivalente en masa, que es la que extraen de la estrella. Otra manera que tiene una estrella de perder masa, aunque en menor medida, es con los neutrinos producidos en los procesos nucleares en su interior. Estas partículas escapan fácilmente de la estrella, llevándose consigo su propia masa, que es muy pequeña, y el equivalente en masa de su energía cinética.

En definitiva, una estrella solo pierde masa, ya sea en forma de materia o en forma de su equivalente energético, cuando las partículas o la energía realmente abandonan la estrella y son emitidas al espacio. Y en cualquier caso, la pérdida de masa es lenta porque su equivalente en energía es muy grande, tal y como describe la relación de Einstein.

CAPÍTULO 4

Las cocinas del universo: el dominio de la materia en las estrellas

El interior de las estrellas reúne los ingredientes y las temperaturas necesarias para cocinar los elementos químicos presentes en el universo. Algunos guisos son lentos, otros muy rápidos, pero todos se llevan a cabo según las recetas de la astrofísica nuclear.

Antes de la existencia de las estrellas el universo estaba formado casi en su totalidad por los dos elementos más ligeros, el hidrógeno y el helio. Ya hemos visto que en el interior de las estrellas se forman elementos más pesados por fusión nuclear, a la vez que se liberan grandes cantidades de energía. Pero el proceso de creación de núcleos cada vez más grandes por fusión de otros más pequeños tiene un límite en la región del hierro, donde se alcanza el máximo de energía de ligadura por nucleón. Sin embargo, en el interior de las estrellas se dan en ocasiones las condiciones para producir elementos mucho más pesados en circunstancias extraordinariamente energéticas que acaban destruyendo la estrella.

EL ORIGEN DE LAS MATERIAS PRIMAS

En la década de 1930 el astrónomo estadounidense Edwin Hubble observó que las galaxias se alejan de nosotros con una velocidad proporcional a su distancia, es decir, cuanto más lejos estaban, más deprisa se alejaban. Esta deducción fue posible al analizar

la luz procedente de las estrellas que forman las galaxias, que proporciona información sobre su velocidad y dirección de movimiento a través del denominado *efecto Doppler*. El astrónomo y sacerdote belga Georges Lemaître dedujo, a partir de la observación de Hubble, que el universo se estaba expandiendo. Y razonando hacia atrás en el tiempo, propuso un origen muy denso y caliente, que denominó «átomo primitivo» o «huevo cósmico».

Lemaître publicó estas ideas con la ayuda de Arthur Eddington, con el que había estado trabajando durante su doctorado en Cambridge y, aunque con cierto reparo inicial, fueron aceptadas por el propio Einstein como una solución válida a sus ecuaciones de relatividad general para el universo: «La explicación más bella y satisfactoria sobre la

El espacio no está lejos en absoluto. Está tan solo a una hora de viaje en caso de que tu coche pudiera ir recto hacia arriba.

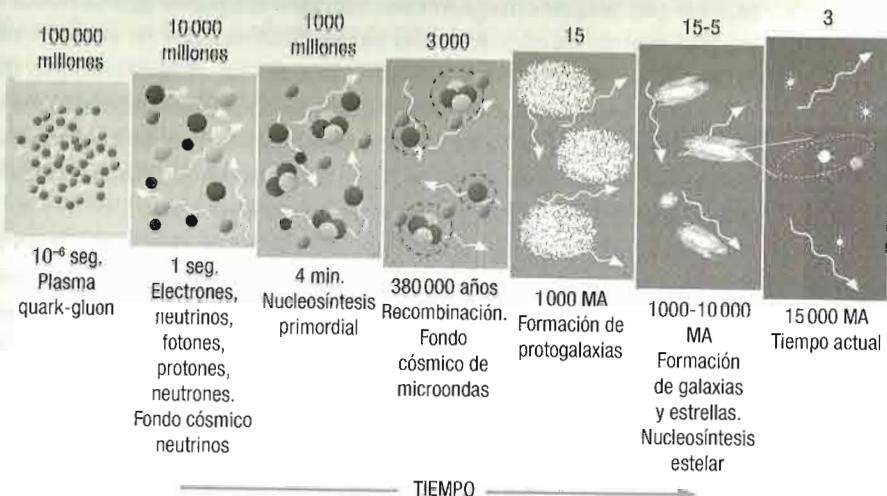
FRED HOYLE

Creación que he oído jamás».

Pero no toda la comunidad científica aceptó esta hipótesis del origen del universo. Un caso especial fue el del astrónomo Fred Hoyle, que apostaba por una teoría alternativa para la evolución del universo basada en una expansión acompañada de la creación continua de materia, de manera que la densidad permanece constante, lo que denominó «teoría del estado estacionario». Hoyle era un científico reconocido por sus trabajos sobre formación de nuevos elementos mediante reacciones nucleares en el interior de las estrellas, razón por la cual le nombraremos en varias ocasiones en este libro. En un programa de la radio pública británica, Hoyle acuñó, refiriéndose a la teoría de Lemaître, el nombre de *Big Bang*, que significa algo parecido a «gran estallido», según muchos con intención despectiva, aunque Hoyle negó que la tuviera. Con intención de burla o sin ella, esa denominación caló entre el público y en la comunidad científica, y es como nos referimos hoy en día a la teoría aceptada del origen del universo (figura 1). Y es que, efectivamente, son numerosas las observaciones que confirman la hipótesis del Big Bang sobre cualquier teoría alternativa, en particular la de Hoyle, aunque este la defendió hasta su muerte en 2001.

FIG. 1

TEMPERATURA DEL UNIVERSO (grados absolutos)



Esquema de la evolución del universo según la teoría del Big Bang, ilustrando algunas etapas importantes e indicando el momento en el que tuvieron lugar tras el inicio y la temperatura a la que se encontraba el universo.

Primeros pasos del universo

Según el modelo del Big Bang, el universo comenzó en un estado de altísima densidad y temperatura, que se fueron reduciendo conforme se expandía. Apenas una fracción de segundo después del inicio, habían disminuido lo suficiente como para poder aplicar con cierta seguridad las leyes de la física que conocemos. En aquel instante el universo estaba formado por una mezcla de partículas de materia (fermiones) y de mediadores de las interacciones (bosones), chocando unas con otras rápidamente y repartiéndose su energía cinética, situación que se denomina de «equilibrio térmico». A temperaturas muy altas, la energía cinética de las partículas es tan grande que las colisiones pueden producir pares partícula-antipartícula con más rapidez de lo que

se destruyen, siempre que el equivalente energético de la masa del par, $2mc^2$, sea menor que la energía de las colisiones. Por ejemplo, si la temperatura es lo suficientemente alta como para que las partículas choquen con energías mayores que la masa de un par quark-antiquark, estos serán dominantes en el universo. A las altas temperaturas iniciales, por tanto, el universo era una mezcla de quarks, antiquarks y gluones (bosones mediadores de la interacción fuerte) que se denomina *plasma quark-gluon*. Las colisiones eran tan violentas que los quarks no podían formar partículas compuestas, como mesones o bariones.

Cuando la temperatura del universo descendió a un cierto nivel, la creación de pares quark-antiquark cesó, quedando solo una cantidad residual de ellos, y las únicas partículas presentes en grandes cantidades pasaron a ser las más ligeras: pares electrón-positrón, neutrino-antineutrino, y fotones, todos ellos en equilibrio térmico. La temperatura del universo era de unos cien mil millones de grados, y aún no llegaba al segundo de vida. Al continuar el enfriamiento, la densidad se redujo lo suficiente como para que los neutrinos dejaran de colisionar frecuentemente y comenzaran a viajar libremente, es decir, dejaran el equilibrio térmico. En aquel momento, un segundo después del Big Bang, el universo se hizo transparente a esos neutrinos primordiales, que llenan desde entonces todo el espacio y viajan por él. Aunque inicialmente eran muy energéticos, se han enfriado con la expansión, lo que los hace aún más difíciles de detectar a pesar de su cantidad.

Diez segundos después del Big Bang la temperatura ya no era suficiente para crear pares electrón-positrón, y solo quedó una cantidad residual de esas partículas. Las cantidades residuales eran mucho mayores para partículas (quarks y electrones) que para sus antipartículas, por razones que no están claras y que son la causa de que el universo esté formado principalmente por materia en lugar de antimateria. La temperatura era de unos cinco mil millones de grados y el universo quedó dominado por fotones, además de pequeñas cantidades de electrones y de quarks, estos últimos formando ya neutrones y protones.

Tras el Big Bang, la nucleosíntesis primordial

Unos cuatro minutos después del Big Bang los protones y neutrones comenzaron a combinarse en núcleos de hidrógeno 2 (deuterones). Si la temperatura no hubiera descendido, tan pronto como se formasen estos núcleos se destruirían por colisiones con los fotones energéticos presentes en el medio.

La proporción de neutrones y protones en el universo había ido disminuyendo conforme descendía la temperatura, porque los neutrones, más pesados que los protones, eran cada vez más difíciles de crear en colisiones, y los que existían se convertían en protones por desintegración beta. Al inicio de la *nucleosíntesis primordial*, la abundancia era de aproximadamente un 13% de neutrones y un 87% de protones. Tras ella, todos los neutrones quedaron encerrados en núcleos de helio 4, y los protones restantes permanecieron aislados, es decir, como núcleos de hidrógeno 1. La abundancia resultante fue de 8% de núcleos de helio 4 y 92% de núcleos de hidrógeno 1, o bien 25% de masa para helio 4, y 75% de masa para el hidrógeno 1, aproximadamente (las abundancias en masa y en número de núcleos son distintas porque el núcleo de helio 4 es cuatro veces más pesado que el de hidrógeno 1). También se formaron en muy pequeñas cantidades núcleos de hidrógeno 2, de helio 3 y quizás algo de litio 7. Este proceso de nucleosíntesis primordial duró apenas media hora, periodo tras el cual el universo se enfrió demasiado como para mantener más reacciones nucleares. La formación de núcleos más pesados se vio también dificultada por el hecho de que no existen núcleos ligados con 5 o con 8 nucleones, y saltarse esos pasos habría requerido más tiempo.

Hubo que esperar cientos de millones de años para que se formaran las primeras estrellas y comenzara la *nucleosíntesis estelar*, es decir, la creación de nuevos núcleos en el interior de las estrellas. Sin embargo, en los 13 000 millones de años de existencia de las cocinas estelares, la abundancia de elementos apenas ha variado respecto a la de la nucleosíntesis primordial: la proporción de hidrógeno consumido y transformado en helio en los núcleos estelares ha sido muy pequeña, y aún más la creación de

elementos pesados. Esto es lógico si se tiene en cuenta que solo una pequeña fracción de los nucleones del universo se ha encontrado en algún momento formando parte de estrellas (la mayor parte se encuentra en el medio intergaláctico, que no ha colapsado gravitatoriamente). El hidrógeno y el helio primoriales son los ingredientes básicos de cualquier estrella, aunque muchas de las que existen actualmente, incluido el Sol, contienen desde su origen pequeñas cantidades de otros elementos más pesados.

Estos no provienen de la nucleosíntesis primordial, sino del interior de otras estrellas que brillaron y explotaron antes que las estrellas actuales. En ese sentido, las estrellas con elementos pesados desde su origen son de segunda, tercera o posterior generación. A pesar de la pequeña proporción de esos elementos pesados, su presencia en la estrella desde su origen puede tener una influencia importante en su evolución.

Recombinación: la unión entre núcleos y electrones

Alrededor de 380 000 años después del Big Bang, los electrones se unieron a los núcleos de hidrógeno y helio formando átomos neutros. Esta larga espera, con el consiguiente enfriamiento hasta unos 3000 grados, fue necesaria porque la ligadura entre electrones y núcleos, de tipo electromagnético, es mucho más débil que la ligadura por interacción fuerte entre nucleones para formar núcleos. La formación primordial de átomos neutros se denomina «recombinación», nombre no demasiado adecuado porque invita a pensar que núcleos y electrones ya habían estado combinados en algún momento anterior, cosa que no es cierta.

Con la recombinación desaparecieron del universo la mayor parte de las partículas cargadas libres, que pasaron a formar parte de átomos neutros. Los fotones, que hasta ese momento se encontraban en equilibrio térmico al interactuar con las partículas cargadas aisladas, comenzaron a viajar libremente: el universo se volvió transparente a los fotones, como había ocurrido con los neutrinos en una época anterior. Esos fotones, que desde entonces llenan el universo y viajan por él a la velocidad de la

luz, constituyen el *fondo cósmico de microondas*, que se denomina así porque la energía que tienen hoy en día corresponde a una longitud de onda en el rango de las microondas del espectro electromagnético. Su energía original era mucho mayor, equivalente a unos 3 000 grados, pero se han enfriado desde entonces debido a la expansión hasta un equivalente de temperatura de tan solo 2,7 grados absolutos.

RECETAS ESTELARES

Ya hemos visto los procesos nucleares de fusión que liberan energía en el interior de las estrellas, pero conviene recopilar ahora qué elementos se crean en esas reacciones, porque son los primeros productos de la nucleosíntesis estelar. La fusión de hidrógeno, tanto en las cadenas protón-protón como en el ciclo CNO, produce helio. Su fusión en la cadena triple alfa produce carbono y oxígeno. La fusión de dos núcleos de carbono, según diversas reacciones, da lugar a oxígeno, neón, sodio y magnesio. La de dos núcleos de oxígeno genera magnesio, azufre, fósforo y silicio. Por último, la captura de núcleos ligeros por el silicio produce núcleos de cobalto, hierro y níquel, que son los de mayor energía de ligadura por nucleón y por tanto representan el límite a la producción de elementos por fusión con liberación de energía.

La creación de núcleos más pesados que los de la región del hierro, además de requerir energía, resulta más difícil debido a la creciente barrera de repulsión entre los núcleos que han de fusionarse. Una vía alternativa es la absorción de neutrones, que no se ven afectados por la barrera de repulsión al carecer de carga. Procesos de este tipo tienen lugar en algunas estrellas con grandes masas, y producen una gran variedad de elementos pesados.

Un guiso a fuego lento

Uno de los mecanismos de creación de elementos pesados por absorción de neutrones libres es el denominado *proceso s*, que

HISTORIAS DE SUPERNOVAS Y SUPERNOVAS EN LA HISTORIA

En la fuga de supernova una estrella multiplica cientos de miles de millones de veces su luminosidad, de forma que puede brillar tanto como el resto de las estrellas de su galaxia juntas durante varios días. El nombre de novia proviene del latín *stella nova*, que significa «estrella nueva», aunque en realidad no es nueva sino muy antigua, y muy cambiada. Por su espectacular brillo y su aparición repentina en el cielo nocturno (y a veces hasta en el diurno), las supernovas han dejado huella en la historia de la humanidad en forma de fascinantes historias y representaciones.

Un brillo de 7200 años atrás

En el año 1006 llegó a la Tierra la luz de una explosión de supernova que había ocurrido en nuestra galaxia 7 200 años antes. Al observarla, el astrónomo egipcio Ali ibn Ridwan escribió: «Era un gran cuerpo circular, de dos veces y media o tres veces el tamaño de Venus. El cielo brillaba por su luz». Más al norte, en la abadía de San Galo en Suiza, el monje Heptidanius también dejó constancia de este evento: «Una nueva estrella de tamaño inusual ha aparecido. Era de aspecto brillante y deslumbraba la vista, causando alarma. De una manera maravillosa a veces se contraria, a veces se difuminaba, e incluso a veces se extingula. Así fue vista durante tres meses en el extremo Sur». Su observación se reflejó también en documentos escritos en China, Japón y Oriente Medio.

Una «estrella invitada» en el firmamento

El 4 de julio del 1054 se observó en la Tierra otra supernova que se había producido unos 6 500 años atrás también en nuestra galaxia. Los registros históricos más completos se elaboraron en China, aunque también hay algunos en Japón e Irak elaborados años después del avistamiento. E incluso se han asociado con este fenómeno algunas representaciones gráficas grabadas en la roca por nativos americanos en Arizona. El astrólogo jefe de la casa imperial china escribió: «Observo con humildad que ha aparecido una "estrella invitada", con una luz amarilla tenue por encima [...]. Si se examinan las predicciones relacionadas con el Emperador [...], que su brillo sea importante representa a una persona de gran valor. [...] Todos los funcionarios felicitaron al Emperador». Los registros reflejaron con precisión cuándo y en qué lugar del cielo se podía ver el fenómeno. Aunque menos intensa que la de 1006, fue observable a simple vista durante casi dos años, incluso de día.

La supernova atisbada por Brahe

Otra supernova histórica apareció el 6 de noviembre de 1572 y se vio primero en Corea. Unos días después, el 11 de noviembre, fue observada en detalle desde el sur de Suecia (por aquel entonces Dinamarca) por el astrónomo danés Tycho Brahe, que publicó su trabajo al año siguiente en el libro *De nova et nullius aevi memoria prius visa stella* (Sobre una estrella nueva y nunca antes vista, que nadie recuerde), acuñando por primera vez la denominación de «nova». Sobre ella, hoy denominada SN1572 o supernova de Tycho, escribió: «Medí su situación y distancia con respecto a las estrellas cercanas en Casiopea, y anoté con precisión todo aquello visible al ojo en relación a su tamaño aparente, forma, color y otras características».

Destellos desde Ofluco

Uno de los que estudió en detalle la supernova que se pudo observar el 9 de octubre de 1604 fue el astrónomo alemán Johannes Kepler, discípulo de Brahe. Además de en Europa, se tienen registros de su observación en China y Corea. Como le ocurrió a Brahe, el mal tiempo impidió a Kepler, que se encontraba en Praga, ver la supernova desde su inicio, y no pudo hacerlo hasta el 16 de octubre. Publicó los detalles en *De stella nova in pede Serpentarii* (en el pie de la constelación de Serpentario, u Ofluco).

La más reciente, en la Gran Nube de Magallanes

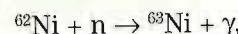
La última supernova observable a simple vista, desde el hemisferio Sur, apareció el 23 de febrero de 1987, aunque no fue tan brillante como las anteriores porque se produjo en otra galaxia distinta a la nuestra, la Gran Nube de Magallanes. De ella no solo vimos su luz, sino que también detectamos un gran flujo de neutrinos que produjeron señales en instalaciones de Estados Unidos, Japón y Rusia. Además, se ha podido identificar la estrella que explotó y dio origen a la supernova, Sanduleak 202, porque se tenían fotografías de ella anteriores a la explosión, y en las posteriores había desaparecido.



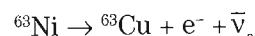
Imagen de la supernova SN 1006 tomada por el Observatorio Chandra de rayos X. Los resplandecientes restos de una antigua explosión estelar, que ya fue avistada desde la Tierra hace más de mil años, brindan a los científicos datos para medir la expansión del universo.

proviene de la inicial de *slow*, «lento» en inglés. Se denomina así porque el ritmo de absorción de neutrones por los núcleos es lento, bien porque no hay demasiados neutrones libres en la estrella, o bien porque su probabilidad de absorción es pequeña.

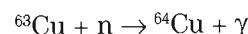
Cuando los núcleos estables presentes en la estrella absorben un neutrón, disminuye la energía de ligadura por nucleón y pueden convertirse en núcleos inestables. A través de una desintegración beta de tipo menos, que transforma el neutrón extra en un protón, pueden recuperar parte de la energía de ligadura. Cada isótopo tiene una semivida por desintegración beta característica, que puede ser más o menos larga. Pero como en los procesos *s* la absorción de neutrones ocurre con poca frecuencia, los núcleos formados tienen tiempo de sufrir una desintegración beta tras absorber un neutrón y antes de absorber el siguiente. Veamos un ejemplo con un núcleo de níquel 62 que absorbe un neutrón según el proceso:



que se denomina «captura radiativa de neutrón» porque va acompañada de la emisión de un fotón. La captura del neutrón aumenta en una unidad el número total de nucleones, pero no cambia el elemento en cuestión porque el número de protones sigue siendo el mismo. El níquel 63 tiene una semivida por desintegración beta de cien años, pero en un proceso *s* las absorciones de neutrones son muy raras, así que la mayor parte del níquel 63 se desintegra beta antes de absorber otro neutrón:



El cobre 63 creado vuelve a ser estable, por lo que en algún momento posterior absorberá un neutrón:

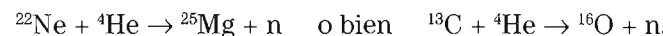


creándose cobre 64, inestable con 12 horas de semivida por desintegración beta menos o beta más:



siendo el cinc 64 y el níquel 64 isótopos estables. El proceso *s* consiste, como puede verse en el ejemplo, en absorciones de neutrones y en desintegraciones beta alternativamente. Partiendo de núcleos en la región del hierro, última etapa de las fusiones en estrellas masivas, el proceso *s* crea elementos estables cada vez más pesados, pero no más allá de un número máscio de alrededor de 209, porque esos núcleos son muy inestables y se desintegran muy rápidamente por emisión de partículas alfa o por fisión.

Queda por explicar de dónde proceden los neutrones libres que se absorben en este proceso. Las candidatas principales son algunas reacciones de fusión, como las siguientes:

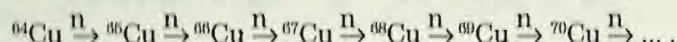


que producen un flujo de neutrones adecuado para mantener procesos *s*.

Una receta de comida rápida

Cuando el flujo de neutrones es suficientemente grande, los núcleos pueden absorber varios de ellos antes de que les dé tiempo a sufrir una desintegración beta, creándose isótopos ricos en neutrones. Este es el proceso *r*, de *rapid* (rápido en inglés), porque las absorciones de neutrones son muy frecuentes. El número de capturas de neutrones seguidas tiene un límite, porque la semivida por desintegración beta se va reduciendo con cada neutrón absorbido, hasta que se hace tan corta que el núcleo se desintegra antes de absorber el siguiente neutrón.

Siguiendo con el ejemplo usado para el proceso *s*, el cobre 64 puede seguir capturando neutrones antes de sufrir la desintegración beta, de la siguiente manera:



donde cada flecha indica una captura radiativa de neutrón (absorción de un neutrón y emisión de fotón). Llega un momento en que el isótopo de cobre formado tiene una semivida beta tan corta, que se desintegra antes de que pueda capturar otro neutrón, interrumpiendo la formación de isótopos de cobre.

Como las absorciones de neutrones en este proceso son muy rápidas, pueden superar las semividas por desintegración alfa o fisión de los núcleos incluso muy inestables, llegando a crear aquellos con número másico más allá de 209.

Para que tenga lugar el proceso *r* es necesario un flujo muy grande de neutrones en la estrella, aunque no hace falta que se mantenga durante mucho tiempo. Las condiciones en las que esto puede suceder tienen aspecto de ser bastante dramáticas para la estrella, de carácter explosivo. Efectivamente, la hipótesis más probable es que esos neutrones se produzcan en la etapa de supernova, que tiene lugar en las estrellas con masas unas diez veces la del Sol y que contienen ya una rica variedad de núcleos hasta la región del hierro, con los que comenzará la cadena de absorción de neutrones. Esta fase es de carácter explosivo y conlleva la expulsión de las capas externas de la estrella hacia el exterior. Por tanto, en este momento de la evolución estelar no solo se produce la gran cantidad de neutrones necesaria para los procesos *r*, sino que además son expulsados al espacio exterior los elementos pesados creados en ese proceso y en todos los anteriores durante la vida de la estrella. Si consideramos a la estrella como una cocina de elementos, la supernova es como el reparto a domicilio. Por ejemplo, los elementos más allá del helio que forman parte del Sol, de la Tierra o de nosotros mismos, provienen de los restos de la explosión de una o más supernovas anteriores a la formación del sistema solar.

El proceso *r* es una verdadera receta de comida rápida, porque tiene lugar en apenas un segundo. Parte de los núcleos pesados formados son inestables, y tras ese brevísimo periodo de formación comienzan a desintegrarse en procesos alfa o beta, disminuyendo su abundancia a favor de elementos estables más ligeros. Las semividas de esos núcleos pesados inestables presentan una gran variedad, siendo algunas de ellas tan largas que aún podemos detectarlos miles de millones de años después de su formación. Eso es lo que ocurre, por ejemplo, con dos isótopos de uranio presentes en la Tierra, el uranio 238, con una semivida de 4500 millones de años, y el uranio 235, con semivida de 700 millones de años. Actualmente el primero constituye un 99,28% del uranio terrestre, y el segundo un 0,72%, aunque ambos se formaron aproximadamente en la misma proporción en el interior de una estrella. Con estos datos, un sencillo cálculo usando la ley de desintegración radiactiva permite estimar que el uranio terrestre, así como el resto de elementos pesados, se formó hace 6 000 millones de años en el interior de una estrella que explotó en ese momento en forma de supernova.

Un plato rico en protones

Un tercer mecanismo de producción de núcleos pesados es el *proceso rp*, de absorción rápida de protones. Es análogo a la absorción rápida de neutrones, pero tiene lugar en un entorno rico en protones, es decir, en hidrógeno. Además, el proceso con el que compite es la desintegración beta más, en lugar de la beta menos, y los núcleos que se crean están en la zona de isótopos ricos en protones. Las temperaturas necesarias para que se produzca son muy altas, de mil millones de grados, porque en este caso sí es necesario superar una barrera electromagnética entre el protón y el núcleo, al contrario de lo que ocurría en los procesos de absorción de neutrones.

No está claro en qué circunstancias pueden darse las condiciones necesarias para que ocurra este proceso. La fase final explosiva de las estrellas masivas puede no reunir esas carac-

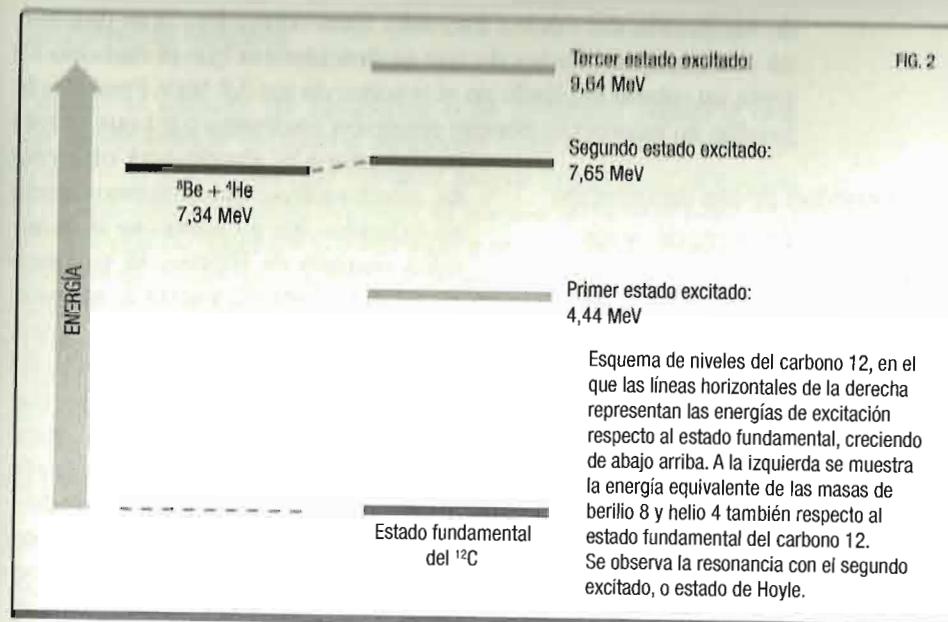
terísticas, y se han sugerido otros escenarios. Por ejemplo, en parejas de estrellas unidas gravitatoriamente (estrellas binarias), una de ellas puede atraer material de las capas externas de la otra, formadas esencialmente por hidrógeno y helio. Una fuerte atracción gravitatoria de ese material puede acelerarlo lo suficiente como para alcanzar, por fricción, altas temperaturas que fusionan el hidrógeno y el helio, lo que aumenta aún más la temperatura hasta alcanzar la necesaria para el proceso *rp*. Este escenario también se denomina de supernova, pero de un tipo distinto al del final explosivo de una estrella masiva.

EL CHEF CUÁNTICO

En la formación de elementos en el interior de las estrellas influyen a veces detalles sutiles de la estructura nuclear que vienen dictados por la mecánica cuántica. Esos detalles pueden tener un gran efecto sobre la velocidad de las reacciones nucleares y pueden dejar por tanto una profunda huella en la distribución de abundancias de los elementos creados en las estrellas.

Una pizca de resonancias

Un caso especialmente interesante es el del carbono 12, que, recordemos, se forma en el proceso triple alfa en dos pasos sucesivos, primero fusionando dos núcleos de helio para formar berilio y luego fusionando este con otro núcleo de helio. Y recordemos también que a mayores temperaturas los núcleos de carbono 12 pueden continuar su fusión con helio para formar oxígeno 16. Los núcleos de helio 4 y berilio 8 suman una masa que es 7,34 MeV mayor que la del carbono 12. La energía que sobra podría quedar almacenada en el núcleo de carbono 12, en forma de *energía de excitación* (figura 2). Un núcleo excitado se caracteriza por contener una cierta energía extra, que se debe a que sus nucleones se ordenan de manera ligeramente distinta a como lo hacen en el estado usual, o *estado fundamental*. Sin em-



Esquema de niveles del carbono 12, en el que las líneas horizontales de la derecha representan las energías de excitación respecto al estado fundamental, creciendo de abajo arriba. A la izquierda se muestra la energía equivalente de las masas de berilio 8 y helio 4 también respecto al estado fundamental del carbono 12. Se observa la resonancia con el segundo excitado, o estado de Hoyle.

bargo, la mecánica cuántica restringe las energías de excitación que un núcleo puede contener o, dicho de otro modo, las configuraciones (posiciones y energías) que los nucleones pueden tomar dentro del núcleo. Esto mismo ocurre con los electrones en la corteza de los átomos, que solo pueden tomar posiciones o energías específicas en torno al núcleo.

El carbono 12 puede contener energías de excitación de 4,44 MeV, de 7,65 MeV, o de 9,64 MeV (y otras mayores que estas, que no interesan en esta argumentación). El segundo estado excitado, con una energía de 7,65 MeV mayor que el estado fundamental, tiene una energía ligeramente superior a la de la suma de las masas del helio 4 y el berilio 8, que era 7,34 MeV mayor que el estado fundamental. Esta pequeña diferencia, de poco más de 0,3 MeV, se puede obtener fácilmente de las energías cinéticas con las que colisionan los núcleos para fusionarse. Esto es muy importante, porque la reacción se ve favorecida extraordinariamente cuando la energía total (de masa más cinética) de los núcleos que reaccionan coincide con una de las posibles energías

de excitación del núcleo formado. Esta coincidencia se denomina «resonancia». Antes de que se descubriera que el carbono 12 tenía un estado excitado en el entorno de los 7,5 MeV, Fred Hoyle predijo su existencia porque resultaba necesario para que el carbono tuviera la abundancia observada, mucho mayor que si la resonancia no existiese. En su honor, se le denomina «estado de Hoyle». El carbono 12 vuelve posteriormente a su estado fundamental emitiendo en forma de fotones la energía de excitación de 7,65 MeV que almacena, proceso que se denomina «desintegración gamma», lo cual proporciona una manera

La diversidad de los fenómenos naturales es tan grande, y los tesoros que encierran los cielos, tan ricos, precisamente para que a la mente del hombre nunca le falte su alimento básico.

JOHANNES KEPLER

de confirmar la existencia del estado de Hoyle en el laboratorio.

Los detalles de la estructura nuclear también influyen en los pasos anterior y posterior a la formación del carbono. En el caso del berilio 8 la cantidad disponible para formar carbono 12 no es demasiado grande, ya que se trata de un núcleo muy inestable. Si el berilio 8 fuese muy estable y se concentrara en grandes cantidades, su fusión con helio para dar carbono tendría un carácter explosivo que destruiría la estrella, esparciendo los restos ricos en carbono e impidiendo la creación de elementos más pesados que él. En ese escenario, el carbono 12 sería mucho más abundante en el universo, y los diamantes no serían tan caros. La vida podría aprovechar la gran abundancia de un elemento tan esencial, pero la escasez de otros elementos más pesados, como el oxígeno, representaría un serio problema.

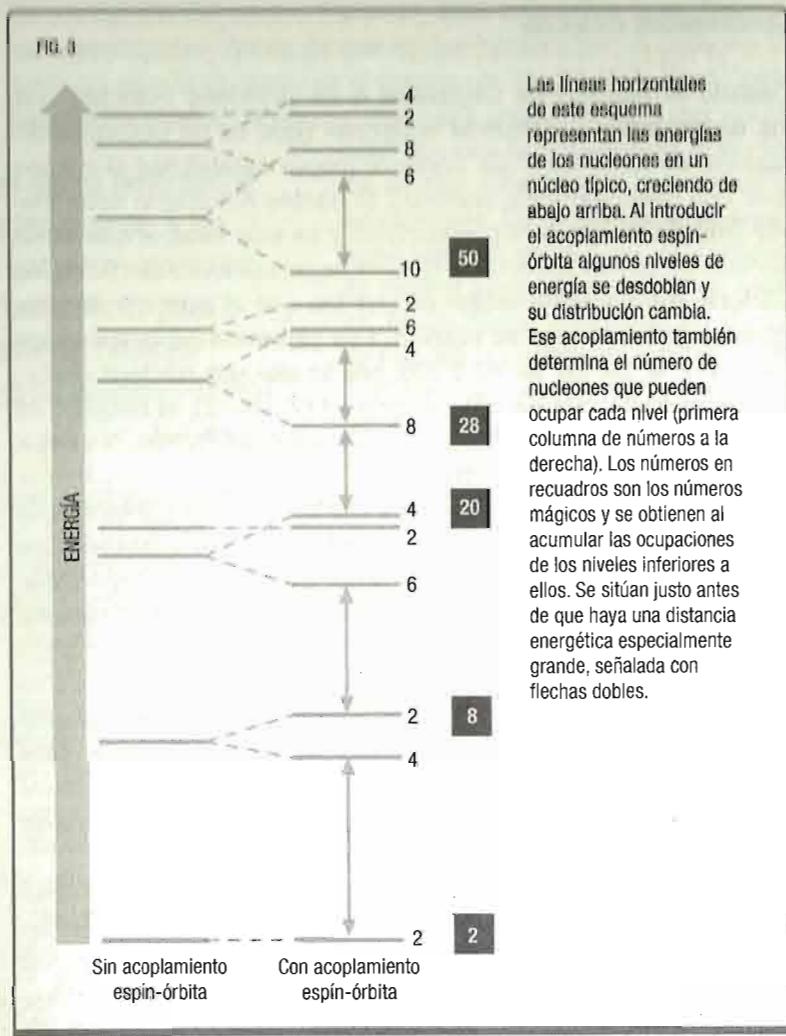
En el oxígeno 16 no existe un estado excitado con energía ligeramente superior a la suma de las masas del helio 4 y el carbono 12. Sí existe un estado excitado próximo, pero con energía ligeramente inferior, por lo que la contribución de las energías cinéticas en la reacción se aleja aún más de él, y la producción de oxígeno 16 no se ve favorecida como le ocurre al carbono 12. Si existiera la resonancia, la abundancia de oxígeno 16 sería mucho mayor, en detrimento de la de carbono 12, que se consumiría rápidamente.

Condimentos mágicos

Cuando el número de neutrones o de protones coincide con los denominados «números mágicos» (que es un determinado número de nucleones que confiere mayor estabilidad al núcleo ante una desintegración nuclear), el núcleo resultante tiene mayor energía de ligadura por nucleón y es más estable que otros núcleos de masas parecidas. Esto es especialmente cierto en los núcleos «dblemente mágicos», en los que el número de protones y de neutrones es mágico. Los primeros números mágicos son 2, 8, 20, 28, 50, 82 y 126, por lo que son núcleos doblemente mágicos, por ejemplo, el helio 4 ($Z=N=2$), el oxígeno 16 ($Z=N=8$), el calcio 40 ($Z=N=20$), el calcio 48 ($Z=20, N=28$) o el plomo 208 ($Z=82, N=126$).

El origen de la estabilidad para ese número de nucleones se encuentra, de nuevo, en sutilezas de la mecánica cuántica. Los nucleones ligados en los núcleos poseen energías bien definidas que no se distribuyen en intervalos regulares, sino que algunos nucleones pueden tener energías parecidas mientras que otros pueden tenerlas muy distintas. Así, añadir un nucleón extra en algunos núcleos requiere una energía especialmente grande en comparación con la del último nucleón ligado, lo que reduce la estabilidad del núcleo en su conjunto. El número de nucleones de ese núcleo que lo hace especialmente estable (antes de añadir el nucleón extra) es un número mágico.

Los valores concretos de los números mágicos dependen principalmente de dos factores (figura 3). Por un lado, de las energías permitidas por la mecánica cuántica para los nucleones ligados cuando están sometidos a la atracción de todos los demás nucleones del núcleo. Y por otro lado, del «acoplamiento espín-orbita». Los nucleones presentan un movimiento en torno al centro del núcleo (orbital) y otro de rotación sobre sí mismos (de espín), de manera análoga a lo que ocurre con los planetas, que giran en torno al Sol y también sobre sí mismos, aunque en mecánica cuántica los conceptos de movimiento orbital y sobre todo de espín son bastante abstractos. La interacción nuclear fuerte provoca que el movimiento orbital y el de espín se influyan mutuamente, de



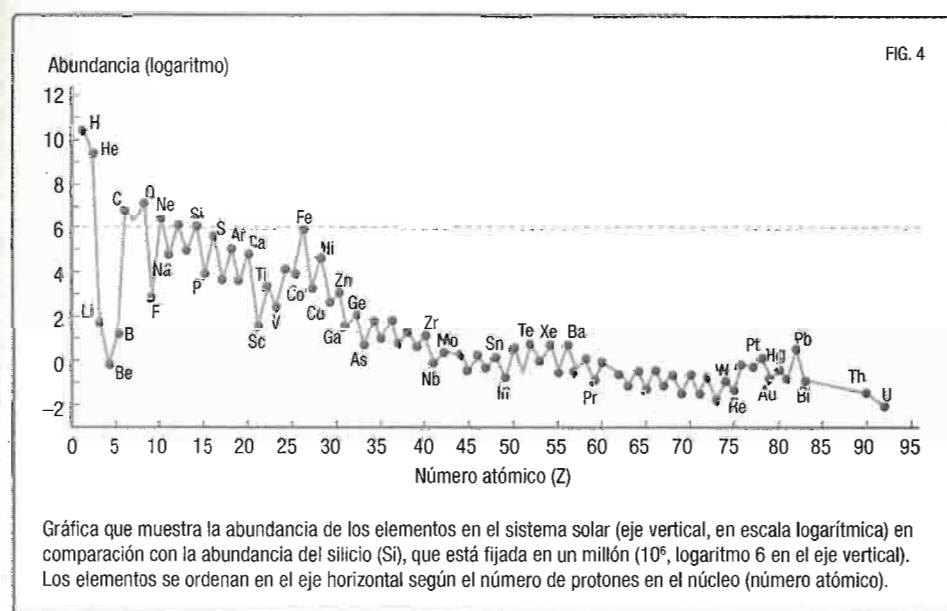
modo que se requieren diferentes energías para que ambos movimientos tengan lugar en el mismo sentido o en el contrario, lo que modifica sustancialmente la distribución de energías de los nucleones y por tanto los valores que constituyen números mágicos.

Este mismo fenómeno ocurre en los electrones de la corteza atómica, donde la responsable del acoplamiento espín-órbita es

la interacción electromagnética. Aunque los detalles son diferentes, el fundamento es el mismo y da lugar a átomos con cortezas especialmente estables, lo que se traduce en muy poca actividad química, que es lo que ocurre con los gases nobles.

EL MENÚ NUCLEAR

Ahora que conocemos las principales recetas de creación de núcleos, podemos presentar el menú del universo con las abundancias de cada uno de ellos (en la figura 4 se muestran los del sistema solar). Desde el hidrógeno hasta núcleos con número masíco próximo a 50, las abundancias se reducen progresivamente, con algunas excepciones. La abundancia del hidrógeno es la más alta, seguida de la del helio, porque ambos son los elementos creados mayoritariamente en la nucleosíntesis primordial y las fusiones en el interior de las estrellas solo han agotado hasta ahora una pequeña parte de ellos. El litio, berilio



ESTRELLAS DE NEUTRONES

Las estrellas de neutrones se forman a partir del núcleo destruido de una estrella tras su explosión en forma de supernova, que expulsa las capas exteriores. En ese núcleo, rico en elementos pesados como el hierro, que se ha formado por fusión durante la vida de la estrella, se alcanzan temperaturas tan altas que los fotones adquieren energía suficiente como para romper todos esos núcleos en sus nucleones constituyentes. Y, además, gran parte de los protones y electrones presentes se combinan para formar neutrones. Estas estrellas son una especie de nucleos atómicos gigantes, pero con muchos más neutrones que protones. Su densidad es de cientos de millones de millones de gramos por centímetro cúbico, lo que hace que una cucharada de estrella de neutrones tenga la inmena masa de un millón de millones de kilogramos. En consecuencia, su atracción gravitatoria es también enorme, casi un millón de veces la de la superficie terrestre. Tienen un radio de unos 11 km, por lo que su tamaño es comparable al de una gran ciudad, pero encierran una masa de más de cien mil veces la del planeta Tierra.

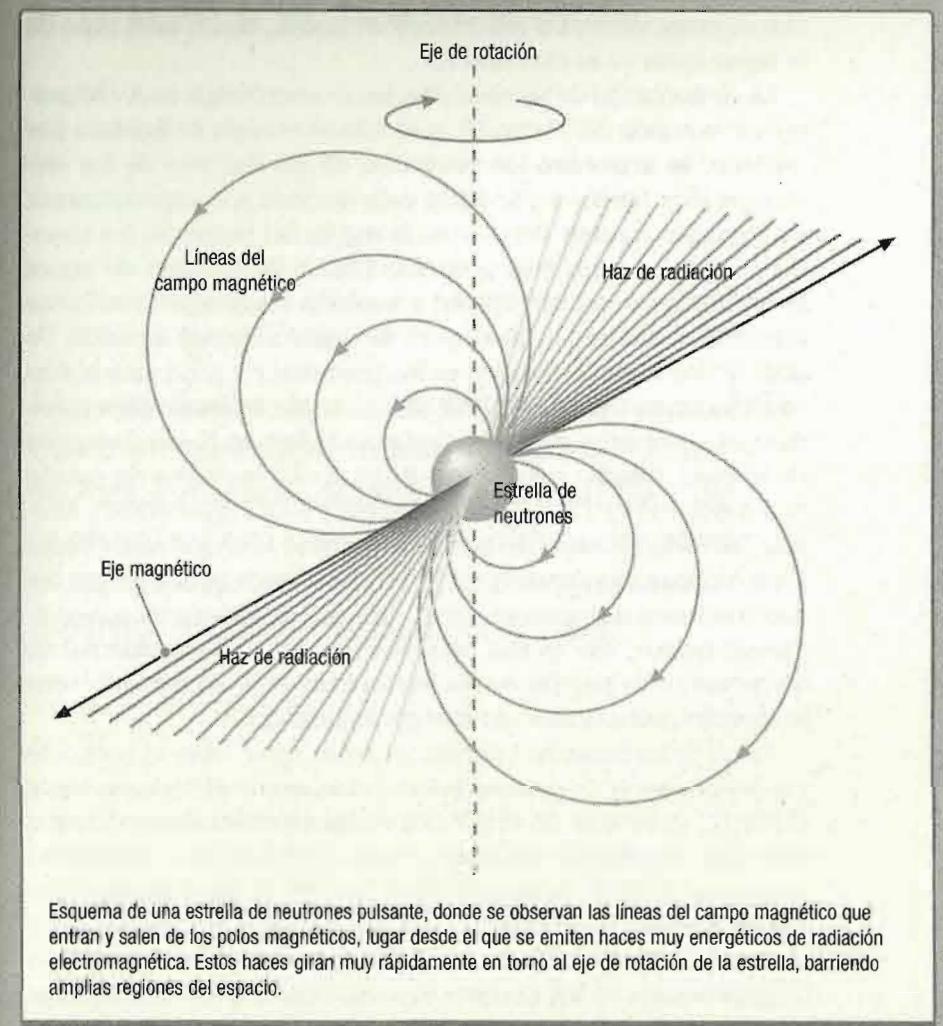
Gran emisión de neutrinos, rápido enfriamiento

A pesar de su nombre, no se comportan como las estrellas usuales porque en su interior no tienen lugar reacciones de fusión. Por eso, aunque sus temperaturas son muy altas cuando se forman, de hasta un millón de millones de grados, con el tiempo se acaban enfriando. De hecho, lo hacen muy rápidamente al principio de su vida, porque en el proceso de formación de neutrones se emite un gran flujo de neutrinos que se llevan buena parte de la energía de la estrella.

Volteando a toda velocidad

Las estrellas de neutrones conservan la cantidad de movimiento rotacional de las estrellas de las que provienen, pero como tienen un radio mucho menor, giran mucho más deprisa. La más rápida conocida hasta ahora, situada en la constelación de Sagitario, gira sobre sí misma más de 700 veces por segundo, lo que supone que en su ecuador se alcanzan velocidades de 70 000 km/s, aproximadamente un cuarto de la velocidad de la luz. También presentan intensos campos magnéticos, al menos mil millones de veces superiores al que orienta las brújulas en la Tierra, de un origen no del todo conocido. El movimiento (debido a la rotación) de partículas cargadas en el seno de tan intensos campos magnéticos produce un enorme flujo de radiación electromagnética que se emite en la dirección del eje magnético de la estrella. Este eje no suele coincidir con el de rotación, lo que provoca que esos chorros electromagnéticos giren a la misma velocidad que la estrella, barriendo grandes regiones del espacio. Si esos chorros interceptan la Tierra, recibimos esa radiación con intervalos regulares dados por la frecuencia de giro de la estrella, es decir, como si estuviéramos viendo un faro que se ilumina en intervalos que duran lo que tarda la estrella en dar media vuelta. A estos objetos se les denominó estrellas pulsantes o pulsares. El primero que se descubrió, en 1967, nos envía su radiación cada 1,34 segundos desde la constelación de Vulpecula. Las primeras observaciones fueron realizadas por la astrofísica norirlandesa Susan Jocelyn Bell. Tras

detectar esas primeras radioseñales, Burnell apuntó junto a ellas en su cuaderno las letras «LGM», del inglés *Little Green Men* (hombríllos verdes), haciendo referencia a que una señal tan extrañamente regular podría interpretarse como un mensaje emitido por una civilización inteligente extraterrestre.



Esquema de una estrella de neutrones pulsante, donde se observan las líneas del campo magnético que entran y salen de los polos magnéticos, lugar desde el que se emiten haces muy energéticos de radiación electromagnética. Estos haces giran muy rápidamente en torno al eje de rotación de la estrella, barriendo amplias regiones del espacio.

y boro presentan abundancias especialmente bajas por su pequeña energía de ligadura, creándose en pequeña proporción en el Big Bang y en el interior de las estrellas. Otra excepción, esta vez por presentar picos de abundancia, es la de núcleos doblemente mágicos (oxígeno 16, calcio 40), junto con carbono 12, neón 20 y otros que contienen detalles de estructura que favorecen su creación en las reacciones de fusión, como es el caso de la resonancia en el carbono 12.

La disminución de las abundancias se interrumpe en $A \approx 50$ porque en la región del hierro 56, la de mayor energía de ligadura por nucleón, se acumulan los productos de las fusiones de los elementos más ligeros y por tanto esos núcleos son especialmente abundantes. A partir del pico en la región del hierro 56, las abundancias son mucho más pequeñas (miles de millones de veces inferiores a las del hidrógeno) y también disminuyen conforme aumenta el número mísico, pero de manera menos acusada. Se trata de los núcleos creados en los procesos *r* y *s*. En esta región son claramente identificables picos de abundancia correspondientes a números mágicos, destacando los de $N=50$ (isótopos de kriptón, rubidio, estroncio e itrio), $Z=50$ (isótopos de estaño con A entre 114 y 120), $N=82$ (bario 56) y $Z=82$ (plomo 208). Además, en todo el rango de números mísicos son más abundantes los isótopos con número par de neutrones o de protones que los que contienen números impares, debido a la «interacción de emparejamiento», que es una contribución de la interacción fuerte que actúa sobre parejas de nucleones iguales (dos protones o dos neutrones) aumentando su energía de ligadura.

Antes de terminar es interesante reflexionar sobre el hecho de que los elementos de masas intermedias, desde el carbono hasta el hierro, se forman en el interior de las estrellas durante largos períodos, de miles de millones de años. Pero tanto el hidrógeno como casi todo el helio presentes hoy en el universo se crearon en apenas media hora en la nucleosíntesis primordial, y los elementos más pesados que el hierro se crearon en unos pocos segundos durante los sucesos espectaculares que viven algunas estrellas al final de sus vidas.

Los faros del firmamento: el dominio de la energía emitida por las estrellas

Las estrellas emiten la mayor parte de la energía desde su superficie, ocultando en su interior su extraordinario dominio de la materia y de la energía. Pero hemos aprendido a sintonizar y descifrar las señales que envían, para no dejarnos engañar por las apariencias.

Las reacciones de fusión nuclear que tienen lugar en el interior de las estrellas liberan grandes cantidades de energía que aumentan su temperatura. Como ocurre con cualquier cuerpo incandescente, la estrella comienza a emitir radiación electromagnética, pero la que escapa al espacio exterior, y que recibimos en la Tierra tras un largo viaje, es únicamente la que se produce en las capas más externas de la estrella. Estas capas se encuentran a muy altas temperaturas, aunque mucho menores de lo que son en el núcleo.

De esa radiación podemos obtener una gran cantidad de información sobre la estrella, incluso de su interior, si somos lo suficientemente imaginativos y científicamente rigurosos. Del análisis de la radiación estelar podemos obtener información acerca de su temperatura externa, su composición química o su velocidad respecto a nosotros, e indirectamente de su distancia. Y a través de ingeniosas deducciones, de los procesos nucleares que ocurren en su interior, temperatura del núcleo, estructura, edad y etapa de su vida en que se encuentran. ¿Se puede pedir más?

Además de la radiación electromagnética externa, existen otros «mensajeros» de las estrellas que sí aportan información

directa de su interior: los neutrinos. Hasta hace poco han tenido muy poca relevancia en la astrofísica observational debido a que son partículas muy esquivas, pero esa situación está cambiando.

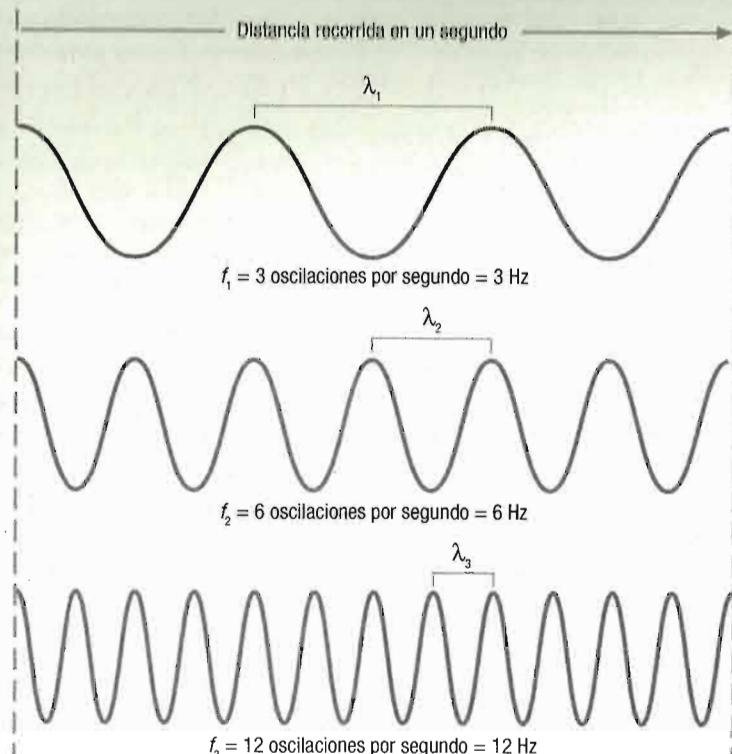
Aquí describiremos cómo las estrellas emiten al exterior la energía que producen en su interior, y cómo se pueden interpretar esas emisiones para relacionarlas con la dinámica interna de la estrella.

SINTONIZANDO LA SEÑAL DE LAS ESTRELLAS

La radiación electromagnética puede entenderse como una serie de perturbaciones del campo electromagnético en forma de ondas que se trasladan por el vacío. Los fenómenos ondulatorios son muy comunes en la naturaleza, y se pueden observar, por ejemplo, en la superficie del agua en calma cuando es perturbada por un objeto. Las ondas son también la forma que tiene el sonido de transmitirse, y, en este caso, consisten en variaciones de presión en un medio material, como puede ser el aire. Pero la radiación electromagnética, además de mediante ondas, también puede describirse a través de unidades mínimas de energía, o *cuantos*, que se comportan como partículas y que en este caso se denominan fotones. Los conceptos de onda y de partícula con los que estamos familiarizados son bastante diferentes entre sí, y de hecho es una de las mayores rarezas de la mecánica cuántica que existan fenómenos que deban describirse con ambas ideas a la vez.

La radiación electromagnética viene definida por la longitud de onda (figura 1), que es la distancia que separa dos amplitudes iguales de la onda, por ejemplo dos puntos máximos (crestas), o dos puntos mínimos (valles). Un concepto asociado es el de «frecuencia», que describe el número de oscilaciones completas de la onda en una unidad de tiempo. El producto de la longitud de onda por la frecuencia es la velocidad a la que se desplazan estas ondas, que es la velocidad de la luz, c (aproximadamente 300 000 km/s); para mantener su producto constante, a una mayor longitud de onda le corresponde una menor frecuencia, y viceversa. Por ejemplo, una radiación electromagnética de

FIG. 1



Representación esquemática de tres ondas indicando su longitud de onda λ y su frecuencia f . La longitud de onda λ_1 es mayor que λ_2 , que a su vez es mayor que λ_3 . Las frecuencias siguen una relación opuesta, siendo f_1 menor que f_2 y esta menor que f_3 . En ondas electromagnéticas ambas cantidades se relacionan según $\lambda f = c$, donde c es la velocidad de la luz en el vacío.

un kilómetro de longitud de onda oscila con una frecuencia de 300 000 veces por segundo, o 300 000 hercios (Hz). Además, la energía transportada por los cuantos de la radiación electromagnética, los fotones, es proporcional a su frecuencia a través de la constante de Planck. Siguiendo el ejemplo anterior, la energía de los fotones de la radiación de 300 000 Hz de frecuencia es de

MÁS INFORMACIÓN EN LOS ESPECTROS ESTELARES: EFECTO DOPPLER

Todos podemos distinguir de forma natural cuándo los objetos que emiten sonidos están quietos, se acercan o se alejan respecto a nosotros. El sonido está formado por ondas que modifican la presión del medio material por el que se transmite, aumentándola y disminuyéndola periódicamente. Cuando un objeto se mueve hacia nosotros, las ondas de sonido que recibimos de él se comprimen y, en consecuencia, la longitud de onda se acorta (y su frecuencia aumenta). Cuando el objeto se aleja, las ondas de sonido se estiran, y su longitud de onda se alarga (y su frecuencia disminuye). Una manera muy clara de experimentar este efecto es con el sonido de una sirena, que cambia notablemente en el momento que pasa delante de nosotros (figura 1). En el tramo en el que se está acercando su sonido es más agudo que si estuviera en reposo, porque la longitud de onda del sonido que emite se acorta, mientras que en el tramo en el que se está alejando su sonido es más grave porque la longitud de onda se alarga.

Un efecto para ondas de todo tipo

Este efecto se denomina Doppler, en honor al físico austriaco Christian Doppler que lo estudió a principios del siglo xx. Y no solo afecta a las ondas sonoras, sino a las de todo tipo, incluyendo las electromagnéticas, a pesar de que su naturaleza es muy distinta porque no consisten en variaciones en la presión de un medio material, sino en cambios periódicos de los campos eléctricos y magnéticos en el vacío. Cuando una fuente de radiación electromagnética se aleja del observador, el espectro se traslada hacia longitudes de onda más largas, o frecuencias más pequeñas, y al contrario cuando se acerca. En la región de luz visible se dice que aparece un desplazamiento hacia el rojo en los objetos que se alejan, o hacia el azul en los que se acercan (figura 2). Cuanto mayor es la velocidad que lleva el objeto emisor respecto al observador, mayor es el desplazamiento del espectro hacia uno u otro lado. Se han medido galaxias tan lejanas, y que por tanto se alejan a tanta velocidad, que la longitud de onda de la luz observada es más de 10 veces mayor que la emitida.

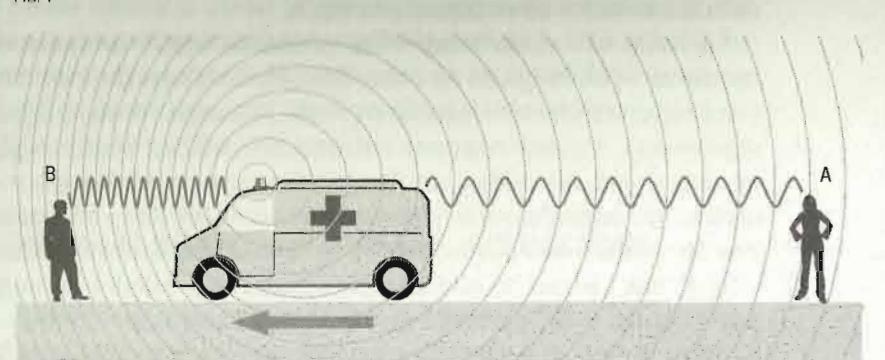
Midiendo el Doppler

Hoy en día se conoce con excelente precisión la longitud de onda de las líneas de emisión o absorción de los elementos, y se pueden medir minúsculos desplazamientos respecto a su posición esperada que permiten deducir la velocidad con que se está acercando o alejando la fuente. Conocer la velocidad de una estrella no aporta información acerca de su dinámica interna, pero sí sobre su movimiento respecto a otras estrellas en sistemas múltiples, como estrellas binarias, o en el seno de estructuras mayores, como la galaxia en la que se encuentra.

Proporción entre velocidad y distancia

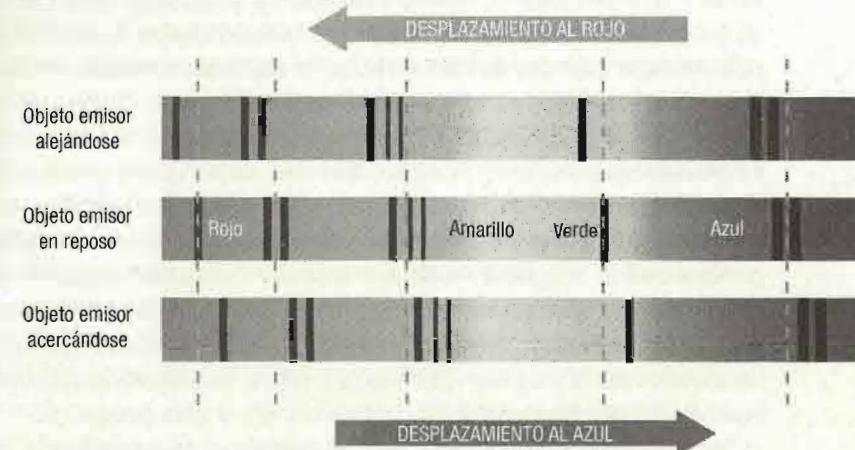
A gran escala, los objetos luminosos que observamos en el universo sufren un desplazamiento hacia el rojo, mayor cuanto más alejados se encuentran. En 1929 Edwin Hubble dedujo que la velocidad a la que se alejan es proporcional a la distancia que los separa. Esto indica que en algún momento del pasado todos esos objetos han estado ocupando la misma posición, y que un enorme suceso explosivo dio origen a la expansión que observamos: la hipótesis del Big Bang recibe un extraordinario impulso, nunca mejor dicho, gracias al análisis de la luz emitida por las estrellas.

FIG. 1



Las ondas cambian de frecuencia cuando la fuente que las produce se aleja o se acerca con respecto a un observador. En la figura, la ambulancia se aleja del observador A, por lo que percibirá un sonido grave, mientras que el observador B lo percibirá más agudo, al acercarse a él la fuente emisora de ondas.

FIG. 2



Desplazamiento de las líneas espectrales de absorción según el movimiento del objeto emisor respecto del observador: alejándose (desplazamiento de las líneas hacia la zona del rojo) o acercándose (desplazamiento de las líneas hacia la zona del azul).

$1,24 \cdot 10^{-9}$ electronvoltios. Queda claro, por tanto, que la longitud de onda, la frecuencia y la energía de los cuantos de la radiación electromagnética están relacionados entre sí, y cualquiera de esas magnitudes sirve para describirla.

La radiación electromagnética ordenada según la variación continua de su longitud de onda, frecuencia o energía, constituye el espectro electromagnético (véase la imagen de las páginas siguientes). Algunas regiones del espectro reciben nombres particulares. Así, las ondas con longitudes entre el kilómetro y el metro, aproximadamente (frecuencias entre 300 000 y 300 millones de oscilaciones por segundo), se denominan ondas de radio, porque son las que se emplean para transmitir señales de radio y televisión. Las longitudes del orden del centímetro reciben el nombre de microondas, y son las que se generan en el interior de los hornos del mismo nombre para calentar la comida. Entre el milímetro y la milésima de milímetro de longitud de onda se encuentra la radiación infrarroja, y un poco por debajo, la radiación visible con longitudes entre 700 y 400 nanómetros (nm, entre 7 y 4 diezmilésimas de milímetro); pequeñas diferencias de longitud de onda en ese intervalo corresponden a diferentes colores, que son los del arcoíris: rojo, naranja, amarillo, verde, azul, añil y violeta, según la división tradicional, citada en orden de longitud de onda decreciente. La radiación visible recibe este nombre porque es la única que nuestros ojos son capaces de convertir en señales nerviosas, distinguiendo además tres colores distintos (aunque la variedad real de colores es infinita puesto que la longitud de onda varía de forma continua). Para longitudes de onda menores que para el color violeta nos encontramos la radiación ultravioleta, y más allá la radiación X, con longitudes en el entorno del nanómetro, y la radiación gamma, con longitudes de centésima de nanómetro y más pequeñas.

La radiación electromagnética es usualmente una mezcla de muchas longitudes de onda distintas, que pueden separarse de diversas maneras. Una de ellas, que fue la empleada por Newton, consiste en hacer pasar esa radiación a través de un prisma de cristal, del que cada longitud de onda emerge en una dirección ligeramente distinta debido a que poseen diferente índice

dice de refracción. Si nos referimos exclusivamente a la región visible del espectro, lo que estamos haciendo es separar la luz blanca en los colores que la componen, creando un arcoíris de un modo similar a como lo hacen las gotas de lluvia en un día soleado. La radiación solar, como la de cualquier otra estrella, es una mezcla de multitud de longitudes de onda emitidas desde su superficie incandescente, tanto en el rango visible como en el no visible, que es mucho más amplio.

ESTRELLAS AL ROJO VIVO (Y A UN AZUL AÚN MÁS VIVO)

La cantidad de energía emitida por una estrella o, en general, por cualquier cuerpo incandescente, no es la misma en todas las longitudes de onda sino que sigue una determinada distribución. Para un cuerpo negro esa distribución viene dada por la ley de Planck, y depende únicamente de la temperatura. Una estrella puede parecer todo lo contrario a un cuerpo negro, pero de hecho se comporta como tal con muy buena aproximación, y es que en realidad el cuerpo negro es una definición que se usa en física para los objetos que cumplen ciertas condiciones de emisión de radiación. La ley de Planck es consecuencia de que la radiación está compuesta por paquetes mínimos de energía, los fotones, además de presentar un carácter ondulatorio. No estamos interesados ahora en el detalle de esta distribución de intensidad, pero sí es muy importante saber que presenta un pico o máximo de emisión a una longitud de onda que viene dada por la *ley de desplazamiento de Wien* (una ley física que establece una relación inversa entre la longitud de onda en la que se produce el pico de emisión en un cuerpo negro y su temperatura), y determina, por ejemplo, que un ser humano a una temperatura de unos 310 grados absolutos (37°C) emite radiación electromagnética principalmente a una longitud de onda de una centésima de milímetro, que pertenece a la región infrarroja. Por esa razón las cámaras de visión nocturna son sensibles al infrarrojo. En cambio, una estrella como el Sol, cuya superficie se encuentra a una temperatura de unos 5 800 grados, emite radiación mayoritariamente en una

EL ESPECTRO ELECTROMAGNÉTICO

REGIÓN DEL ESPECTRO

RADIO

MICRÓONDAS

INFRAROJO

VISIBLE

ULTRAVIOLETA

RAYOS X

RAYOS GAMMA

LONGITUD DE Onda
(en m)

10^1 10^0 10^{-1} 10^{-2} 10^{-3} 10^{-4} 10^{-5} 10^{-6} 10^{-7} 10^{-8} 10^{-9} 10^{-10} 10^{-11} 10^{-12}

5×10^{-7}

TAMAÑO EQUIVALENTE



Edificios



Humanos



Insectos



Células



Moléculas



Atomos



Núcleos atómicos

FRECUENCIA
(en Hz)

10^1 10^0 10^{-6} 10^{-7} 10^{-8} 10^{-9} 10^{-10} 10^{-11}

Grano de arena

10^{13} 10^{14} 10^{15} 10^{16} 10^{17} 10^{18} 10^{19} 10^{20} 10^{21}

ORDENANDO LAS ÓNDAS

La distribución energética de las ondas electromagnéticas constituye el espectro electromagnético. La imagen ilustra la diversidad de ondas y las clasifica según su tipo, longitud de onda (expresada en metros y a través de objetos de tamaño equivalente) y frecuencia (en hercios, u oscilaciones por segundo). Entre la región infrarroja y la ultravioleta se encuentra la parte de la radiación electromagnética que el ojo humano es capaz de captar: la luz visible.

longitud de onda de media milésima de milímetro, o 500 nm, que corresponde con el intervalo del espectro visible. Por eso los ojos de muchas especies han evolucionado para ser sensibles a esa región. Conviene incidir en que esto no significa que solo emita radiación en ese tramo del espectro, sino que en él lo hace en mayor proporción; en concreto, alrededor del 40% de la radiación solar se encuentra en el intervalo visible mientras que el 60% restante está formado por longitudes de onda más cortas (ultravioleta) o más largas (infrarrojas).

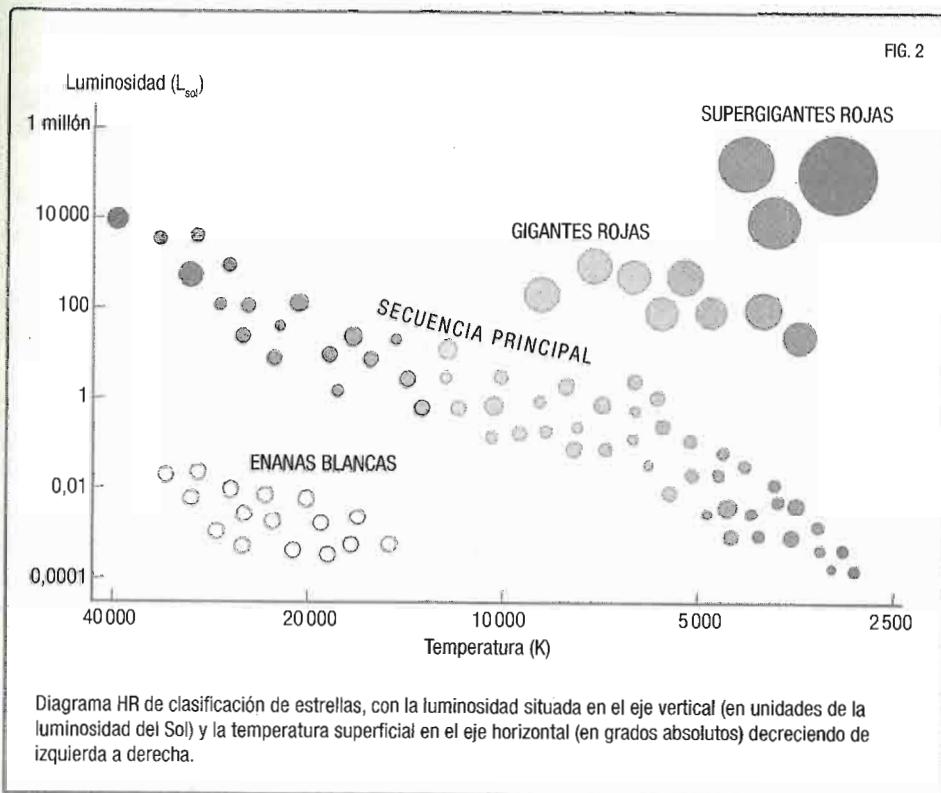
La relación entre temperatura superficial y longitud de onda de máxima emisión se cumple en cualquier estrella. Las que son más frías que el Sol, como Betelgeuse, con 3 000 grados, emiten más hacia el infrarrojo, mientras que las más calientes, como Rigel, con 12 000 grados, emiten más hacia el ultravioleta. Si solo nos fijamos en el rango visible, como ocurre al observarlas a simple vista, Rigel aparece de un color azulado, mientras que Betelgeuse es rojiza. Hacia finales del siglo XIX se estableció una clasificación de las estrellas en tipos espectrales: O, B, A, F, G, K, M, directamente relacionados con su color y, en virtud de la ley de Wien, con su temperatura superficial. Las de clase O son más azules y calientes, las de clase M más rojas y frías. El Sol es de tipo G, de temperatura intermedia y color amarillo.

ORDENANDO LAS ESTRELLAS

La luminosidad de una estrella es la energía total que emite por unidad de tiempo. Según la ley de Wien que acabamos de introducir, cuanto mayor es la temperatura en la superficie de la estrella, más intensas son las emisiones en las regiones del espectro con longitudes de onda corta, que equivalen a frecuencias y energías altas. Además, la *ley de Stefan-Boltzmann* especifica que la luminosidad es proporcional a la temperatura absoluta elevada a la cuarta potencia. Eso implica que la luminosidad crece muy deprisa al aumentar la temperatura.

A principios de la década de 1910 el astrónomo danés Ejnar Hertzsprung y el norteamericano Henry Russell, de manera in-

dependiente, clasificaron una gran cantidad de estrellas según su color o tipopectral (relacionado con su temperatura superficial), y según su luminosidad. Ambas variables se pueden representar en un gráfico, situando el color, tipopectral o temperatura en el eje horizontal (con la temperatura creciendo de derecha a izquierda), y la luminosidad en el eje vertical (creciendo de abajo arriba). A este gráfico se le conoce como «diagrama de Hertzsprung-Russell» o «diagrama HR» (figura 2). Ambos astrónomos encontraron que la mayor parte de las estrellas se situaban en la diagonal del diagrama que va desde la esquina superior izquierda (estrellas muy luminosas y azuladas, de alta temperatura) hasta la esquina inferior derecha (estrellas poco luminosas y rojas, de baja temperatura), y que recibe el



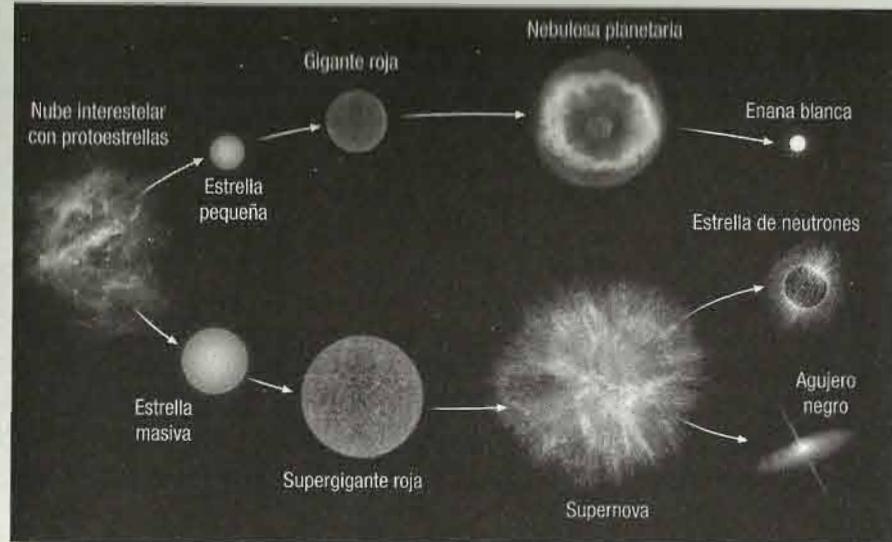
nombre de «secuencia principal». Esta disposición concuerda con la ley de Stefan-Boltzmann, es decir, a mayor temperatura, mayor luminosidad.

Aunque la mayoría de las estrellas clasificadas por Hertzsprung y Russell se situaban en la secuencia principal, había algunas que quedaban fuera, especialmente en la región superior derecha, es decir, tenían temperaturas bajas pero eran muy luminosas. La relación que conocemos entre luminosidad y temperatura no puede explicar esa combinación de propiedades, pero existe otro factor que sí puede hacerlo: el tamaño de la estrella. En efecto, la luminosidad depende no solo de la temperatura de la superficie emisora, sino también de la cantidad de superficie, es decir, del tamaño. Cuanto más grande es la estrella, más superficie incandescente presenta y por tanto mayor energía emite. Estrellas de baja temperatura pero muy grandes resultan ser muy luminosas, y por eso a las situadas en esa región superior derecha del diagrama se les denomina «gigantes» o «supergigantes rojas». Del mismo modo, existen estrellas muy calientes aunque poco luminosas, por ser pequeñas.

BIOGRAFÍA DE LAS ESTRELLAS

El diagrama HR no solo sirvió para clasificar las estrellas, sino que ofreció numerosas pistas para entender cómo cambian con el tiempo (figura 3). Algunas de las teorías de evolución estelar inspiradas por el diagrama HR resultaron erróneas, como la de Helmholtz-Kelvin, que había sido formulada previamente. Se basaba en la contracción gravitatoria de la estrella como única fuente de energía, que hacía disminuir su tamaño y aumentar su temperatura gradualmente. Según esta teoría, las estrellas nacerían grandes y frías, situadas en la esquina superior derecha del diagrama HR, se trasladarían hacia la esquina superior izquierda y luego se deslizarían hasta la esquina inferior derecha, por la diagonal que coincide con la secuencia principal. A pesar de esa coincidencia con la secuencia principal, esta teoría tenía muchos fallos, principalmente el hecho de que las estrellas solo

FIG. 3



Esquema simplificado de la evolución de las estrellas ligera (rama superior) y de las estrellas masivas (rama inferior).

podrían mantener la producción de energía con ese mecanismo durante unas decenas de millones de años.

Pero otras teorías basadas en el diagrama HR sí resultaron correctas, a pesar de que aún no se conocía algo tan esencial como el principal origen de la energía en las estrellas, la fusión nuclear. Los argumentos empleados se referían al colapso gravitatorio, al incremento asociado de la temperatura, a la transmisión de calor en el plasma y al equilibrio hidrostático. Este último se establece entre la fuerza hacia el exterior creada por la presión térmica y de radiación y la fuerza hacia el interior por compresión gravitatoria.

Cuando una «nube molecular» interestelar densa y relativamente fría colapsa gravitacionalmente, se libera energía que puede aumentar la temperatura lo suficiente como para iniciar la fusión de hidrógeno. En ese momento nace la estrella, que queda situada en un determinado punto de la secuencia principal que

OLIMPIADAS ESTELARES

Las luminosidades, masas, distancias, temperaturas y resto de propiedades (ver comparativa de tamaños en la imagen que presentan las estrellas varían en rangos enormes, alcanzándose algunas cifras de récord. Una de las estrellas más luminosas que se conocen, la R136a1, emite tanta radiación como 8,7 millones de soles juntos. Pero esta estrella no es la más brillante en nuestro cielo, porque el brillo depende de la distancia a la que nos encontrémos de la estrella. El Sol, situado a unos 8 minutos-luz de la Tierra (150 millones de kilómetros) es con diferencia la estrella más brillante, mientras que R136a1 lo es mucho menos porque se encuentra a 100 000 años-luz.

Ránking de brillos

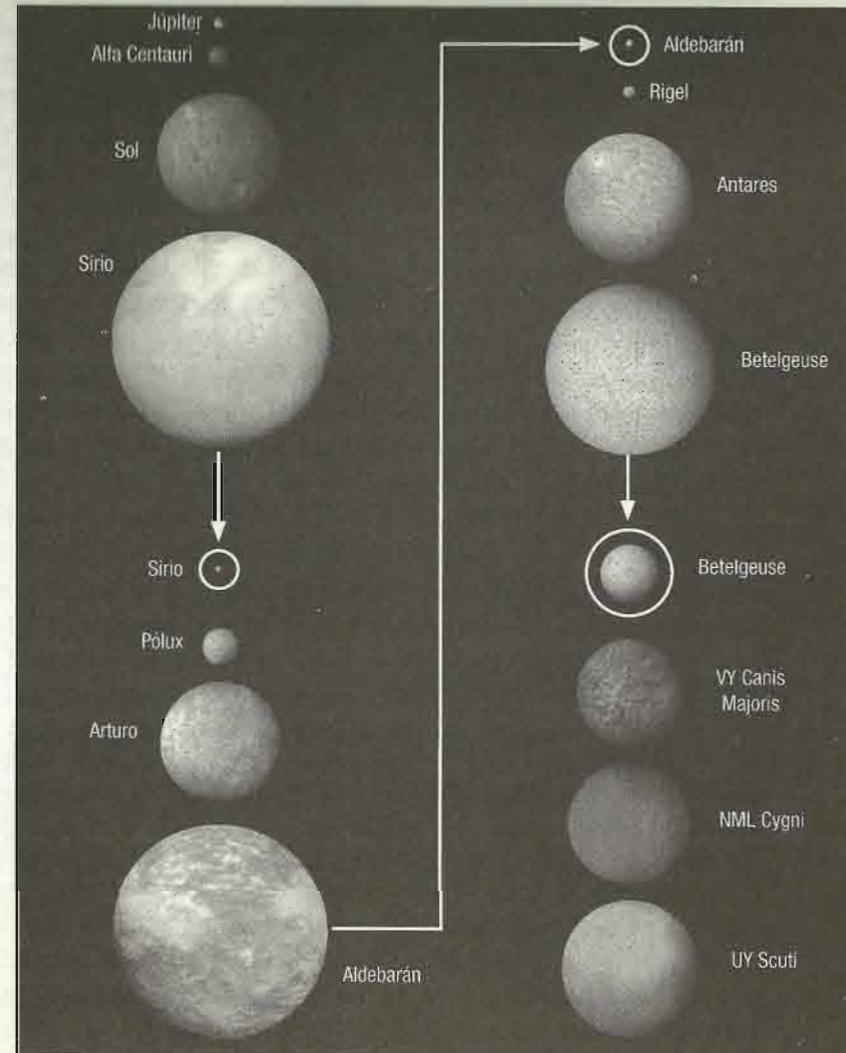
Al Sol le siguen en brillo en nuestro cielo, aunque a mucha distancia, Sirio en la constelación del Can Mayor, Canopus en Carina y la estrella Alfa en Centauro (Alfa Centauri). Esta última es la estrella más próxima a la Tierra después del Sol, a unos 4,4 años-luz; a esa distancia su brillo resulta decenas de miles de millones de veces menor que el del Sol, a pesar de ser una vez y media más luminosa. Tanto Sirio como Alfa Centauri, por cierto, son en realidad sistemas múltiples, es decir, formados por dos o más estrellas unidas gravitatoriamente. Sirio es binaria y Alfa Centauri es un sistema triple, pero se conocen sistemas de hasta (probablemente) siete estrellas, como la estrella Nu de Escorpio o AR de Casiopea.

Grandes y muy luminosas

La estrella R136a1 también ostenta el récord de masa, 260 veces mayor que la del Sol. La estrella UY de Scutum (UY Scuti) es una de las más grandes que se conoce, con un radio unas 1 700 veces el del Sol, es decir, unos 1 200 millones de kilómetros, más grande que la órbita de Júpiter y que podría ser incluso mayor que la de Saturno. Otra gran estrella es Betelgeuse en Orión, con un radio unas mil veces el del Sol, que precisamente por su gran tamaño es una estrella muy luminosa, cien mil veces más que nuestro astro rey, aunque su temperatura no sea demasiado alta: al igual que UY Scuti, se trata de una supergigante roja, con algo más de 3.000 grados de temperatura superficial. Betelgeuse es la novena estrella más brillante de nuestro cielo, ya que no está demasiado lejos, unos 650 años-luz; UY Scuti es mucho más luminosa, pero se encuentra a 9 500 años-luz.

Pequeñas y muy calientes

En el otro extremo existen estrellas extraordinariamente calientes, como WR 102 y WR 142 en el Cisne, con temperaturas de más de 200 000 grados, que son pequeñas pero muy densas (la mitad del radio del Sol pero unas 20 veces su masa), y que probablemente explotarán en forma de supernova relativamente pronto, dentro de unos pocos miles de años. Las letras WR hacen referencia a Wolf-Rayet, un heterogéneo grupo de estrellas masivas muy calientes descubiertas por los astrónomos franceses Charles Wolf y Georges Rayet en 1867. Estas estrellas sufren enormes pérdidas de masa debido al viento estelar, que es un flujo de gas eyectado desde sus capas más externas y formado principalmente por protones y electrones muy energéticos.



Comparativa de tamaños de diversas estrellas, incluyendo el Sol y también el planeta gigante Júpiter.

depende de su masa. Si el objeto formado no alcanza la temperatura necesaria para iniciar la fusión, forma una enana marrón, con una masa algo mayor que el planeta Júpiter y que no es una verdadera estrella. Las estrellas más masivas consumen con más rapidez el hidrógeno, por lo que son más luminosas y calientes y se sitúan en la parte superior de la secuencia principal; las menos masivas consumen más despacio su hidrógeno y son menos luminosas y más frías, situándose en la parte inferior. Estrellas de masa intermedia, como el Sol, se sitúan en la zona central. La razón por la que las estrellas más masivas consumen más rápido su hidrógeno es que necesitan generar más presión interna para compensar la fuerte compresión gravitatoria creada por una masa tan grande, y mantener así el equilibrio hidrostático, es decir, la estructura misma de la estrella. Las estrellas pasan en su posición inicial de la secuencia principal la mayor parte de su vida, razón por la cual la mayoría de estrellas observadas en el firmamento se sitúan en esa región del diagrama HR. La vida estelar se extiende desde unos cuantos millones de años para las estrellas más masivas hasta varios miles de millones de años para las menos masivas.

Estrellas pequeñas y medianas

En las estrellas con masas entre 0,5 y 10 veces la masa del Sol, la fusión de una buena parte de su hidrógeno crea una acumulación de helio en la parte más interna, el núcleo de la estrella. Ese núcleo de helio se comprime gravitacionalmente durante un corto periodo, lo que eleva la temperatura y permite que continúe la fusión del hidrógeno restante, que se sitúa alrededor del núcleo. En la capa más próxima a él, la compresión gravitatoria es más fuerte y acelera la fusión del hidrógeno, que libera energía más rápidamente y se expande. Esa expansión provoca un enfriamiento más rápido que el calentamiento generado en la fusión, por lo que la temperatura exterior de la estrella disminuye. Se convierte entonces en una gigante roja, y abandona la secuencia principal en el diagrama HR para dirigirse hacia la región supe-

rior derecha. Conforme el hidrógeno continúa fusionándose, el interior de la estrella rico en helio aumenta de tamaño. Cuando se alcanza una temperatura suficiente, ese helio comienza también a fusionarse mediante el proceso triple alfa, produciendo carbono, que incluso puede fusionarse parcialmente con otras partículas alfa para formar oxígeno, dependiendo de la masa de la estrella. Este carbono y oxígeno se acumulan en el núcleo de la estrella, y el helio restante continúa fusionándose en una capa a su alrededor, y más al exterior continúa la fusión de hidrógeno. La masa de estas estrellas no es suficiente como para que el colapso gravitacional inicie la fusión del carbono o del oxígeno a gran escala.

Las capas externas de la estrella forman alrededor del núcleo, y cada vez más alejadas de él, una nebulosa planetaria que contiene hidrógeno, helio y parte de carbono y oxígeno. Su nombre se debe a que tienen el aspecto de un planeta gaseoso, por su forma esférica. El núcleo de carbono y oxígeno de la estrella queda desnudo, constituyendo una enana blanca: una estrella muy densa y caliente, situada también fuera de la secuencia principal, en la esquina inferior izquierda del diagrama HR. En las enanas blancas ya no se producen reacciones de fusión y simplemente emiten lentamente el calor que almacenaron cuando formaban el núcleo de la gigante roja. Tras un largo periodo de tiempo, mayor que la edad actual del universo, perderán todo ese calor y se enfriarán hasta convertirse en enanas negras.

Las estrellas muy poco masivas, con menos de la mitad de la masa del Sol, tienen una vida más larga que la edad actual del universo, por lo que aún siguen en la secuencia principal y no se ha podido observar cómo evolucionarán cuando consuman su hidrógeno.

Estrellas masivas

Las estrellas con masas mayores de 10 veces la del Sol pasan la mayor parte de su relativamente corta vida en la parte superior del diagrama HR. La compresión gravitacional es tan grande y libera tanta energía, que se alcanzan temperaturas suficientes como para

iniciar reacciones de fusión con carbono y oxígeno, produciendo, en diferentes proporciones, neón, sodio, magnesio, azufre, fósforo, silicio, cobalto, hierro o níquel, entre otros elementos. En el núcleo de la estrella se acumulan las cenizas nucleares de hierro y elementos cercanos, cuya fusión para crear elementos más pesados requiere energía en lugar de liberarla. Alrededor del núcleo se sitúan capas concéntricas de elementos cada vez más pesados que continúan su fusión, hasta llegar al hidrógeno en la capa más externa. Si la estrella no es demasiado masiva, todas estas capas se expanden y enfrian, como sucedía en las estrellas pequeñas, hasta formar una supergigante roja, que se sitúa en el extremo superior derecho del diagrama HR (casi en la misma horizontal que su posición en la secuencia principal, pero a la derecha).

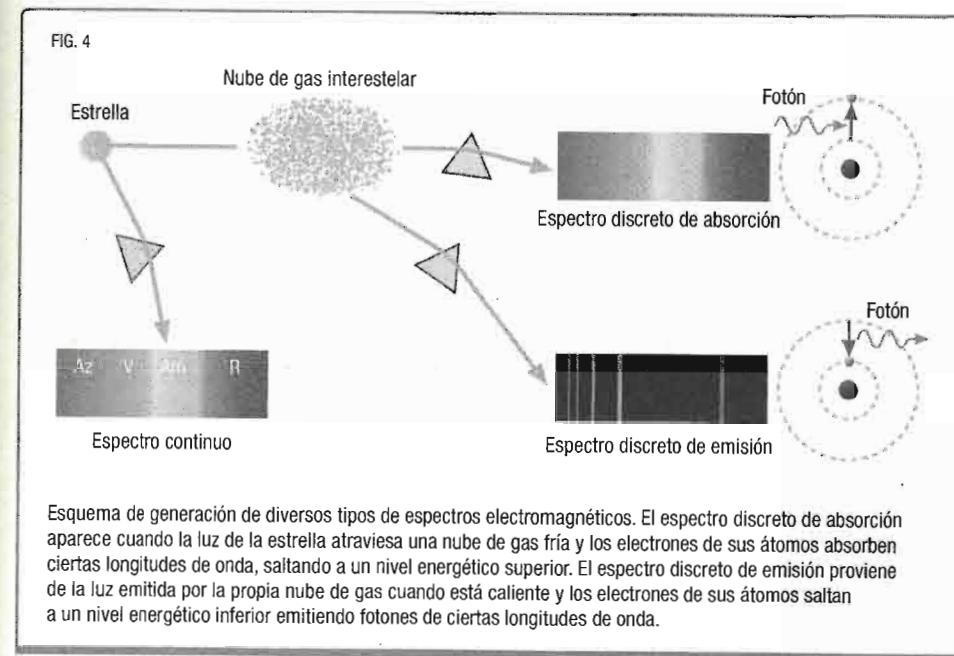
El cese de fusiones en el núcleo de la estrella hace que disminuya la presión, lo que permite su contracción gravitatoria, que a su vez libera una gran cantidad de energía. Los fotones presentes en la estrella chocan tan energéticamente con los núcleos que los desintegran en sus nucleones constituyentes. Además, los electrones a esas energías se combinan con los protones para formar neutrones y neutrinos: $e^- + p \rightarrow n + \nu_e$, escapando la mayor parte de estos últimos hacia el espacio sin apenas interacción. Esta fase se denomina «neutronización», y dura apenas unos segundos.

Las fuerzas entre los neutrones son de carácter repulsivo para distancias muy cortas, de manera que, una vez sobrepasada cierta densidad, ya no se pueden comprimir más. Las capas que rodean el núcleo y que caen hacia él a gran velocidad se encuentran con una superficie muy rígida, algo así como un suelo sobre el que rebotan tras lo cual salen despedidas de la estrella. También son empujadas por la radiación y por el enorme flujo de neutrinos emitidos desde el núcleo en la fase de neutronización. Tras este proceso explosivo, que constituye una supernova, queda por un lado el núcleo de la estrella inicial, con un tamaño de entre 10 y 20 km de radio y muy rico en neutrones, que recibe el nombre de «estrella de neutrones». Si ese objeto tuviese una masa por encima de cierto límite, su colapso gravitatorio podría continuar hasta formar un agujero negro. Y por otro lado, se forma alrededor de la estrella un resto o remanente de supernova,

que contiene los productos de las fusiones a lo largo de la vida de la estrella, hasta el hierro, y muchos otros elementos más pesados producidos por absorción de neutrones en los procesos *s* y *r*, como vimos en el capítulo anterior.

HUELLAS DACTILARES EN LA LUZ DE LAS ESTRELLAS

Retomamos aquí el espectro electromagnético emitido por las estrellas, porque aún queda mucha información por extraer además de la temperatura. Los cuerpos relativamente densos, como los gases en las regiones internas de las estrellas, emiten radiación electromagnética en todas las longitudes de onda debido a la agitación térmica de sus partículas. Esa radiación da lugar a un espectro continuo, o espectro térmico, donde están representadas todas las longitudes de onda (todos los colores, en el caso de la región visible, figura 4). Eso no quiere decir que



en todas ellas se emita con la misma intensidad, sino que esta sigue una determinada distribución, como por ejemplo la dictada por la ley de Planck para un cuerpo negro, que las estrellas siguen con buena aproximación.

Pero si la radiación es emitida por átomos o moléculas relativamente aisladas, como en el caso de gases poco densos, el espectro correspondiente es discreto, es decir, solo contiene ciertas longitudes de onda. Debido a la agitación térmica de los átomos, los electrones de la corteza pueden cambiar su posición respecto al núcleo, es decir, saltar de un nivel a otro con mayor energía, y emitir de nuevo esa energía en forma de fotón cuando vuelven a su posición inicial. Los niveles en los que se sitúan los electrones en torno al núcleo del átomo no poseen energías arbitrarias (o, de manera equivalente, no se sitúan a distancias arbitrarias en torno al núcleo). Sus valores específicos vienen dictados por la mecánica cuántica, y son distintos para los átomos de cada elemento. Por tanto, la energía de los fotones emitidos no puede ser cualquiera, sino que debe corresponder a la diferencia de energías entre dos niveles electrónicos. Esa energía específica del fotón está asociada a una frecuencia, y esta, a su vez, a una longitud de onda. La radiación emitida por átomos o moléculas aisladas se presenta por tanto en longitudes de onda muy concretas, dando lugar a lo que se denomina un «espectro discreto de emisión».

También puede ocurrir que la radiación con espectro continuo atraviese un gas poco denso, cuyos átomos absorban los fotones con energía coincidente con la de los saltos electrónicos permitidos en ellos. En este caso se obtiene un «espectro discreto de absorción»: al espectro continuo le faltan algunas longitudes de onda.

Un átomo emite y absorbe fotones en las mismas longitudes de onda. Si el espectro discreto de emisión es como la fotografía de un elemento, el espectro de absorción vendría a ser el negativo de esa fotografía. Cualquiera de ellos constituye una huella dactilar del elemento químico, ya que cada uno posee un espectro característico distinto del de los demás y que permite identificarlo.

DETECTIVES ESTELARES

Por lo dicho hasta ahora, los espectros parecen proporcionar una gran cantidad de información sobre el cuerpo que emite la radiación, y resulta lógico intentar aplicarlo al estudio de las estrellas. La fotosfera de las estrellas es una región externa, menos densa que el interior y más fría, que es transparente a los fotones. Deja pasar, por tanto, los que son emitidos desde la superficie de la región inmediatamente por debajo de ella, que es más densa y caliente (la región aún más interna de la estrella es opaca a los fotones). Esa radiación tiene un espectro continuo, debido a la alta densidad del material incandescente que la emite. Pero los átomos de la fotosfera, más fríos y más aislados entre sí por ser menos densa, pueden absorber algunos de esos fotones con longitudes de onda específicas. El resultado es que el espectro que analizamos consta de una base continua salpicada por líneas oscuras que corresponden a las longitudes de onda absorbidas, que informan sobre los elementos presentes en el exterior de la estrella.

Además existe alrededor de ciertas estrellas, como ocurre con el Sol, una corona formada por plasma a temperaturas mucho mayores que en la superficie. Este envoltorio estelar es muy poco denso y se extiende millones de kilómetros. Debido a sus altas temperaturas (cuyo origen, por cierto, no está claro), emite su propia radiación con espectro discreto, determinado por los elementos químicos que la componen. Así, podemos recibir de una misma estrella un espectro continuo que nos indica su temperatura externa, un espectro discreto de absorción que nos dice qué elementos están presentes, y un espectro discreto de emisión que nos indica la composición química de la corona. Es difícil pedir más a unos experimentos que básicamente consisten en poner un prisma de cristal delante de la luz que recibimos, como hizo Newton, pero en versión más avanzada tecnológicamente.

Por ejemplo, la luz emitida por átomos del elemento sodio presenta en su espectro visible dos líneas características de color amarillo muy próximas entre sí, conocidas como «doblete del sodio», con longitudes de onda de 589,0 y 589,6 nm. Se pueden distinguir muy claramente descomponiendo la luz emitida por

incandescencia del sodio o de una sustancia que lo contenga, por ejemplo la sal común (cloruro sódico). Al descomponer la luz del Sol, el doblete del sodio aparece como dos líneas oscuras sobre un continuo de color, situadas en las mismas longitudes de onda que en el espectro de emisión. También se pueden observar esas líneas en el propio espectro de emisión de la corona, lo que se consigue más fácilmente durante un eclipse cuando la intensa luz del disco solar está bloqueada.

Con este tipo de medidas se confirmó la presencia en el Sol de muchos elementos químicos que se conocían en la Tierra, pero también de algunos otros, como el helio, que se descubrió a través de una línea amarilla brillante (587,6 nm de longitud de onda) al analizar la luz proveniente de la corona solar durante un eclipse en 1868. El nombre de este elemento, de hecho, proviene del dios griego del Sol, Helios. Tuvieron que pasar veinticinco años para que el helio se descubriera en nuestro planeta, en las emanaciones de un mineral de uranio. Esto último no nos debe extrañar porque ya sabemos que el uranio es un elemento radiactivo que se desintegra emitiendo partículas alfa, que son precisamente núcleos de helio.

Las historias de análisis espectroscópicos de la luz solar también cuentan con falsas alarmas, como la causada por una línea de emisión en la región del verde descubierta en otro eclipse en 1869, un año después del helio. Como esa línea no se correspondía con el espectro de ningún elemento conocido, se pensó de nuevo que se trataba de un elemento distinto desconocido en la Tierra y se le dio el nombre de coronio, por su presencia en la corona solar. Hubo que esperar sesenta años para demostrar que esa línea no era emitida por un elemento desconocido, sino por átomos de hierro que habían perdido la mitad de sus electrones debido a las altas temperaturas, lo que modifica su espectro.

El descubrimiento en el Sol y en el resto de las estrellas de los mismos elementos presentes en la Tierra acabó por unir definitivamente el mundo terrenal y el mundo celeste: ambos estaban hechos de la misma materia. Pero el análisis de los espectros también contribuyó a confirmar que las estrellas son las cocinas del universo, donde se fabrican los elementos pesados. Un caso

interesante es el del elemento tecnecio (Tc) que, aunque no es demasiado pesado ($Z = 43$), no tiene ningún isótopo estable. El de semivida más larga es el tecnecio 98, con algo más de 4 millones de años. Ya no se encuentra en la Tierra en cantidades apreciables, y por eso aparecía como uno de los famosos huecos que dejó Mendeleyev en su tabla periódica. Fue descubierto en 1936 en una lámina de molibdeno, algunos de cuyos núcleos se habían convertido en tecnecio por bombardeo con deuterones (hidrógeno 2). No es casualidad que su nombre, que proviene del griego, signifique «artificial». Por supuesto, sus propiedades químicas coincidían con las predichas por Mendeleyev para el elemento que debía ocupar el hueco en la posición 43 de su tabla.

Posteriormente, en 1952, se descubrieron líneas espectrales del tecnecio en la luz de una estrella particular de tipo gigante roja. Como todos los isótopos del tecnecio tienen semividas relativamente cortas y las estrellas una vida muy larga, estaba claro que ese elemento no se encontraba en la estrella desde su origen sino que tenía que haberse creado en su interior. En particular, el tecnecio se forma principalmente en procesos lentos de captura de neutrones (proceso s).

LLUVIA DE NEUTRINOS

La radiación electromagnética es emitida desde la superficie de las estrellas, pero existe otra emisión que nos llega desde su corazón mismo: los neutrinos. La astrofísica basada en el análisis de emisiones de neutrinos estelares ha sido durante mucho tiempo casi imposible, porque los neutrinos apenas interactúan con la materia y es muy difícil detectarlos. Recordemos que estas partículas elementales participan en la interacción débil, pero no en la electromagnética o la fuerte, lo que se traduce en una pequeñísima probabilidad de interactuar. Para lograr detectar siquiera una pequeña fracción de los neutrinos que nos llegan es necesario reunir una gran cantidad de materia, que actúa como detector, y observar durante muchos años. A pesar de la pequeña sección eficaz de interacción de los neutrinos, la gran cantidad

ESCURIDIZOS Y CAMALEÓNICOS NEUTRINOS

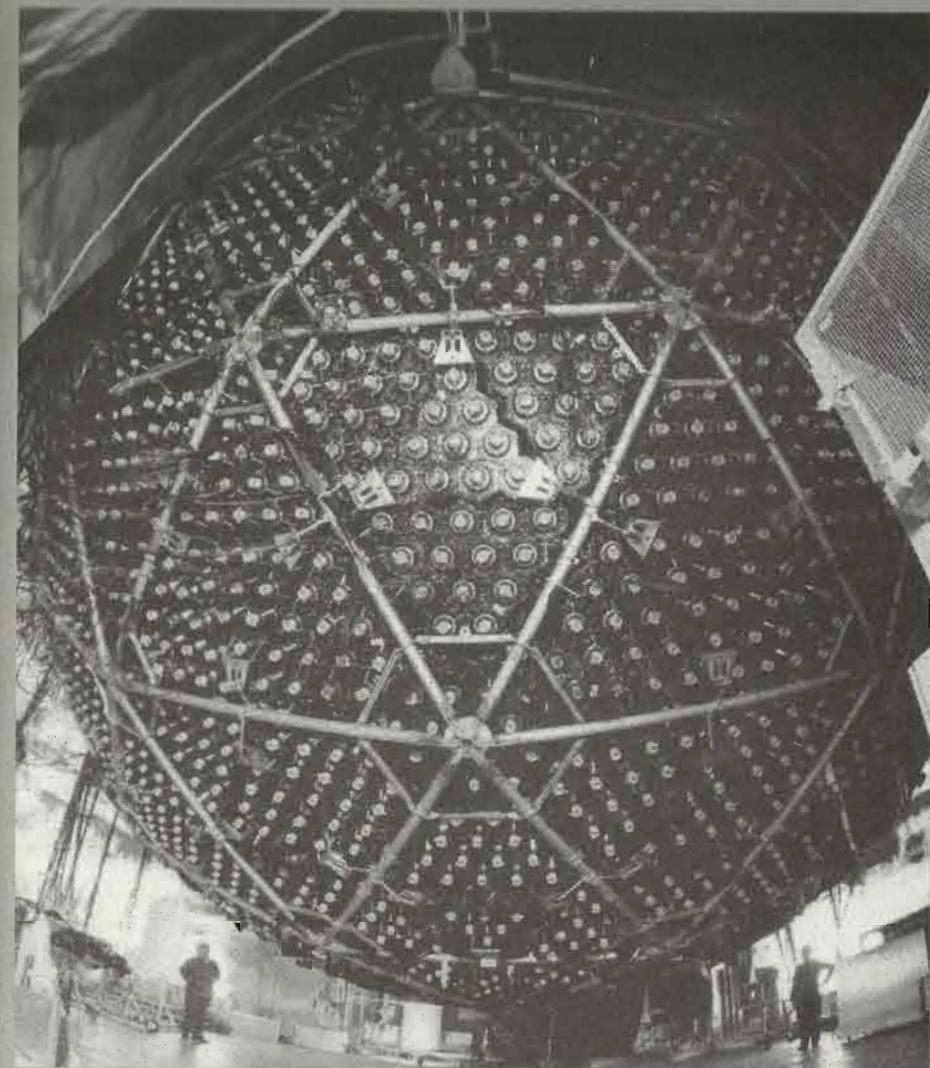
Aunque recibimos una gran cantidad de neutrinos producidos directamente en el interior de las estrellas, su estudio resulta muy complicado debido a las propiedades de estas partículas elementales. Por una parte son muy escurridizas, porque atraviesan grandes cantidades de materia prácticamente sin interactuar. Cien mil millones de neutrinos atraviesan cada centímetro cuadrado de nuestra piel en cada segundo, contando únicamente los que proceden del Sol. Ese enorme flujo cruza también nuestro planeta casi sin interacción; en lo que respecta a los neutrinos, el Sol ni sale ni se pone: vivimos permanentemente en un día neutrínico, porque la interposición del planeta entre nosotros y el Sol no los detiene, como si haco con la luz.

Difíciles de detectar pero muy abundantes

La detección de los neutrinos es muy difícil, pero pueden registrarse algunos impactos midiendo durante mucho tiempo y reuniendo una gran cantidad de material detector, como por ejemplo miles de toneladas de agua muy pura. Aunque su pequeñísima capacidad de interacción es un inconveniente, su enorme número juega a nuestro favor. En la Tierra no solo recibimos neutrinos del Sol sino de todas las demás estrellas, y de forma mucho más espectacular de las que han pasado por una fase de supernova. También se producen neutrinos en los materiales terrestres radiactivos, y en las centrales nucleares creadas por el hombre. Además, poco después del Big Bang se creó una gran cantidad de neutrinos que hoy en día llenan todo el espacio, y que tienen muy poca energía porque se han enfriado con la expansión del universo: es el fondo cósmico de neutrinos.

Las identidades múltiples de los neutrinos

Por si fuera poco, los neutrinos son además camaleónicos, porque se transforman de unos tipos en otros conforme se desplazan. Recordemos que existen tres tipos o sabores de neutrinos, cada uno asociado a un lepton cargado diferente: el neutrino electrónico, el neutrino muónico y el neutrino tauónico. Un haz de neutrinos creados con un cierto sabor puede ser detectado como de un sabor diferente con una probabilidad que varía con la distancia al foco emisor. A este fenómeno se le denomina «oscilaciones de neutrinos» y su confirmación experimental ha sido reconocida con el premio Nobel de Física de 2015, otorgado a los directores de los experimentos de detección de neutrinos SNO (*Sudbury Neutrino Observatory*) en Canadá y Super-Kamiokande en Japón. La oscilación de neutrinos es un fenómeno puramente cuántico, que implica que estas partículas poseen masa y que además la de los tres tipos de neutrinos es muy parecida. Más técnicamente, lo que sucede es que los tres neutrinos que poseen un sabor definido (electrónico, muónico o tauónico) no coinciden con los tres neutrinos que tienen una masa definida (que, aunque hoy en día no se conoce con exactitud, si se sabe que son ligeramente distintas entre sí, y muy pequeñas, menor o del orden del eV). Si se diseña un experimento para detectar, por ejemplo, los neutrinos de tipo electrónico procedentes de una fuente pero no se tienen en cuenta las oscilaciones, el resultado podría interpretarse como que parte de los neutrinos que se esperaba encontrar han desaparecido. La realidad no es que hayan desaparecido, sino que se han transformado en neutrinos muónicos o tauónicos, que el detector ignora.



En el Observatorio de Neutrinos de Sudbury (SNO), situado en una mina a más de 2000 m de profundidad, se emplean 1000 toneladas de agua pesada ultrapura contenidas en un recipiente esférico de 12 m de diámetro con cerca de 10 000 fotomultiplicadores, con el objetivo de detectar neutrinos procedentes del Sol.

de ellos que llega a la Tierra (miles de millones de millones por metro cuadrado, contando solo los provenientes del Sol) hace posible que en los detectores actuales se produzca del orden de una colisión por día.

A la caza de neutrinos solares

La primera detección de neutrinos solares tuvo lugar en un experimento llevado a cabo por los astrofísicos estadounidenses Raymond Davis y John Bahcall, este último encargado de realizar los cálculos teóricos. El material detector estaba formado por tetracloroetileno (un líquido usado para limpieza en seco de tejidos), que contiene núcleos de cloro 37 que reaccionan con neutrinos electrónicos para producir argón 37 y un electrón. Se trata de una desintegración beta inversa, en la que se absorbe un neutrino en lugar de emitirse un antineutrino: $\nu_e + ^{37}\text{Cl} \rightarrow ^{37}\text{Ar} + e^-$. La cantidad de argón 37 recolectada es proporcional al número de neutrinos detectados.

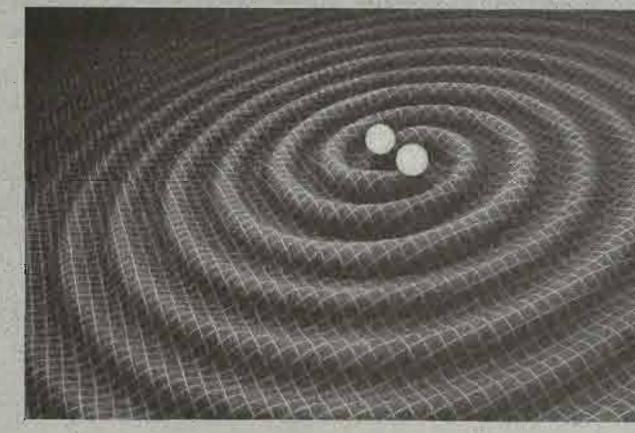
Este experimento se realizó en el interior de la mina de oro de Homestake, en Dakota del Sur, y los primeros resultados se publicaron en 1976. Los neutrinos que se esperaba detectar eran los creados en la cadena pp del interior del Sol, que recordemos que fusiona cuatro protones para producir un núcleo de helio 4, emitiéndose además dos neutrinos electrónicos y 26,72 MeV de energía. Esos neutrinos siguen una distribución de energía bien definida, con un valor promedio de 0,26 MeV y un valor máximo de 0,42 MeV (que es la energía liberada en el paso de la cadena pp en la que se crean). Si se divide la luminosidad solar entre la energía liberada en cada proceso pp se obtiene el número de estas reacciones que tienen lugar en el interior del Sol en cada segundo, que resulta próximo a 10^{38} (suponiendo que toda la energía proviene de la cadena pp, que es una buena estimación). En cada una de esas reacciones se emiten dos neutrinos electrónicos, de los cuales llegan a la Tierra algo más de 600 millones de millones por metro cuadrado y por segundo. Bahcall realizó cálculos similares a estos, incluyendo también la sección eficaz de absorción

ARRUGAS EN EL ESPACIO-TIEMPO: LAS ONDAS GRAVITACIONALES

Además de los fotones y de los neutrinos, ¿existe alguna otra señal que nos llegue de las estrellas lejanas? De algunas de ellas, sí: los gravitones, u ondas gravitacionales, que viajan como perturbaciones periódicas del propio espacio-tiempo, y son producidas cuando las masas se mueven de cierta manera. La primera onda gravitacional detectada fue emitida por un fenómeno extraordinariamente energético: la colisión de dos agujeros negros, cada uno de ellos treinta veces más masivo que el Sol, girando en espiral uno alrededor del otro a la mitad de la velocidad de la luz. Ese suceso tuvo lugar hace unos 1 300 millones de años, pero la onda llegó a la Tierra el 14 de septiembre de 2015 y fue detectada en laboratorios especialmente diseñados para ello, los detectores LIGO en Washington y Luisiana, Estados Unidos.

Ondas estelares

Las estrellas también pueden producir ondas gravitacionales, pero como son menos masivas que los agujeros negros, el fenómeno es menos energético y más difícil de detectar. Para que una estrella emita ondas gravitacionales es necesario que la distribución de su masa varíe con el tiempo, y que lo haga de una manera poco simétrica. Por ejemplo, la contracción gravitatoria de una estrella en la que se reduce su tamaño pero se mantiene su forma esférica, no produce radiación gravitacional. Tampoco se produce en gran cantidad en una explosión de la estrella si la simetría esférica apenas se pierde, como en las supernovas, independientemente de lo energéticas que sean. Donde sí se producen ondas gravitacionales es en las estrellas dobles o binarias (véase la imagen), que orbitan una alrededor de la otra. Estos sistemas son bastante comunes en el universo; entre las estrellas más brillantes, alrededor de la mitad son en realidad estrellas dobles. La energía emitida será mayor cuanto más masa tengan las estrellas y cuanto más próximas estén entre sí. Los sistemas dobles de estrellas de neutrones, pequeñas pero muy densas y que pueden orbitar muy próximas entre sí, son muy buenos candidatos para la detección.



Representación de un sistema binario de estrellas de neutrones que orbitan una alrededor de otra, emitiendo ondas gravitacionales. Estas ondas se llevan energía del sistema, lo que reduce progresivamente la distancia entre las estrellas hasta su colisión.

Los neutrinos... han ganado el certamen minimalista: carga cero, radio cero y, muy posiblemente, masa cero.

LEON M. LEDERMAN, PREMIO NOBEL DE FÍSICA EN 1988

muchos repasos, estaban convencidos de que sus resultados eran correctos. Por el lado teórico, eso significaba que en las últimas décadas del siglo xx había ya una gran confianza acerca del modelo solar, no solo cualitativamente en cuanto a cuál era el origen de la energía, sino también cuantitativamente. Esto contrasta enormemente con las dudas que despertaron las propuestas de Eddington en la década de los 20 acerca del origen nuclear de la energía de las estrellas, que no comenzaron a despejarse hasta la década de 1940 cuando Hans Bethe describió la cadena pp y otras reacciones similares.

La diferencia entre el número de detecciones de neutrinos medidas y esperadas teóricamente se ha producido en muchos otros experimentos posteriores. La explicación establecida hoy en día es que los neutrinos electrónicos producidos en el Sol se transforman durante su viaje en neutrinos de otro tipo (muónicos o tauónicos), que no eran detectados. El fenómeno mediante el cual los neutrinos de un tipo (o sabor) se transforman en otro se denomina «oscilaciones de neutrinos».

Muchas otras de las reacciones de fusión que ya hemos visto también producen neutrinos, que en el caso del Sol dan lugar a flujos menores que los de la cadena pp (de varios millones de millones de neutrinos por metro cuadrado y por segundo en cada una de ellas), y tienen distribuciones de energía distintas.

Tormentas de neutrinos

Además de la constante lluvia de neutrinos procedentes del Sol y del resto de las estrellas, creados en reacciones de fusión, oca-

de neutrinos por cloro 37, es decir, la probabilidad de que ese enorme flujo de neutrinos interaccionase con el detector del experimento.

Los resultados experimentales de Davis resultaron ser una tercera parte de los esperados por los cálculos teóricos de Bahcall, y ambos, tras

sionalmente recibimos auténticas tormentas de neutrinos producidas en las explosiones estelares en forma de supernova. En la primera fase de neutronización, que transcurre en apenas una milésima de segundo, se producen 10^{57} neutrinos de unos 10 MeV de energía cada uno, que escapan al espacio exterior. Cuando la densidad del núcleo aumenta mucho ni siquiera los neutrinos pueden escapar libremente, y son continuamente absorbidos y reemisados hasta llegar a la superficie, donde ya sí escapan. Es el mismo proceso que sufren los fotones en una estrella normal, solo que a estos les lleva cientos de miles de años alcanzar la superficie tras innumerables absorciones y reemisiones, mientras que los neutrinos tardan un segundo. En esta segunda etapa se emiten del orden de 10^{58} neutrinos y antineutrinos de diversos sabores, con energías promedio de entre 10 MeV y 30 MeV.

Somos polvo y energía de estrellas

La vida tal y como la conocemos depende material y energéticamente de los procesos nucleares del interior de las estrellas.

La energía de la estrella determina el devenir de la vida inteligente y hace posible la reflexión sobre su propia existencia: pienso, luego existo, luego el universo ha de ser como es.

La dinámica de las estrellas y el desarrollo de la vida tal y como la conocemos son dos de los fenómenos más apasionantes que tienen lugar en nuestro universo, y resultan estar indisolublemente unidos. La vida en la Tierra se mantiene gracias al aporte constante de energía de nuestra estrella más cercana, el Sol, en forma de radiación electromagnética. En la Tierra, situada a 150 millones de kilómetros del astro, recibimos menos de la milmillonésima parte de toda la energía electromagnética emitida por él. La forma principal de introducir esa energía en los procesos vitales que tienen lugar en la Tierra es a través de la fotosíntesis. Y además de la cantidad de energía que recibimos del Sol, también aprovechamos su capacidad de generar orden, que es una clara característica de la vida a nivel bioquímico. El ser humano ha dado un paso más y ha aprendido a utilizar la energía que proviene directa o indirectamente del Sol en beneficio propio.

El Sol es una estrella de la secuencia principal, de tipo espectral G, con una temperatura superficial de 5 800 grados, y de hasta 16 millones de grados en su núcleo. Se originó a partir del colapso gravitatorio de una nube molecular formada principalmente por hidrógeno y por helio, hace 4 600 millones de años.

El propio Sol y el resto de cuerpos del sistema solar contienen también una gran variedad de elementos pesados, que provienen de la explosión de una supernova cercana que tuvo lugar antes de que el Sol naciera.

De hecho, la onda expansiva de la supernova, además de esparcir los elementos pesados, pudo contribuir al colapso gravitatorio de la nube en la que se formó el sistema solar. Es importante insistir en que esos elementos más pesados que el helio se crearon en el interior de una estrella, pero no pudo ser el Sol porque este aún no ha fabricado esos elementos, y aunque lo hubiera hecho, permanecerían aún en su interior.

En el núcleo del Sol se producen reacciones de fusión de hidrógeno para convertirse en helio, principalmente según la cadena pp. Unos 600 millones de toneladas de hidrógeno se fusionan cada segundo para formar helio, y 4 millones de toneladas se transforman en energía. Conforme se produce helio, el núcleo se contrae progresivamente, lo que acelera el ritmo de fusión y aumenta la energía producida por el Sol alrededor de un 1% cada 100 millones de años. El Sol es ahora un 30% más luminoso que en su nacimiento, y se encuentra aproximadamente en la mitad de su vida. Dentro de 5 000 millones de años sus capas externas comenzarán a expandirse y se convertirá en una gigante roja que alcanzará las órbitas de Mercurio, Venus y probablemente la Tierra.

La masa del Sol no es suficiente como para dar lugar a una explosión en forma de supernova. Al final de su vida, sus capas externas se expandirán para formar una nebulosa planetaria, y su núcleo permanecerá como una enana blanca.

LOS INGREDIENTES DE LA VIDA EN EL POLVO DE ESTRELLAS

Los elementos químicos más importantes para la vida en la Tierra son el carbono, el hidrógeno, el nitrógeno, el oxígeno, el fósforo y el azufre. Todos ellos, excepto el hidrógeno, se han formado en el interior de una estrella por fusión en fases avanzadas de su vida, o por absorción neutrónica (procesos *r*, *s*) en la fase de supernova.

Otros elementos importantes para la vida son el cloro, el yodo, el selenio, el bromo, y varios metales: sodio, magnesio, potasio, calcio, cromo, manganeso, hierro, cobalto, níquel, cobre, cinc y molibdeno (por orden de número atómico creciente). De nuevo, estos elementos se han creado en el interior de una estrella por fusión o, necesariamente en el caso de metales más pesados que el hierro, por absorción de neutrones.

La abundancia de estos elementos en los organismos vivos está relacionada con el papel que juegan en las estructuras y procesos bioquímicos, es decir, con sus propiedades químicas, y no tanto con su abundancia en la Tierra, que además varía mucho entre las diferentes regiones (atmósfera, océanos, corteza, manto, núcleo). Esas abundancias son en general muy distintas a las del Sol, a pesar de que el origen de todos esos elementos es el mismo: las cenizas de una supernova. La razón es que unos elementos químicos han sido favorecidos sobre otros por selección química o gravitatoria. Por ejemplo, la gravedad terrestre no es suficientemente intensa como para retener el helio, que es un gas muy ligero, aunque sí forma parte de la atmósfera de planetas más grandes, como Júpiter, y por supuesto del Sol. El helio, por sus propiedades químicas (se trata de un gas noble que apenas interactúa químicamente) no podría tener un papel en los procesos biológicos, como sí lo tienen otros elementos muy propensos a participar en reacciones químicas (oxígeno, nitrógeno, azufre) o a formar grandes moléculas (caso del carbono).

CAPTURANDO LA ENERGÍA DE LAS ESTRELLAS PARA LA VIDA

La vida en la Tierra necesita el aporte continuo de la energía del Sol en forma de radiación electromagnética. Las plantas son las encargadas de capturar esa energía, que se transmite posteriormente al resto de seres vivos que las consumen, o que consumen organismos que se alimentan de plantas. El mecanismo mediante el cual las plantas recogen y almacenan la energía de la radiación solar es la fotosíntesis. En esencia, el proceso consiste en emplear la energía de los fotones procedentes del Sol para sintetizar

tizar moléculas de glucosa ($C_6H_{12}O_6$), que almacenan esa energía en forma de enlaces químicos. En la reacción química global de la fotosíntesis se consumen moléculas de dióxido de carbono y agua, y se producen moléculas de glucosa y oxígeno:



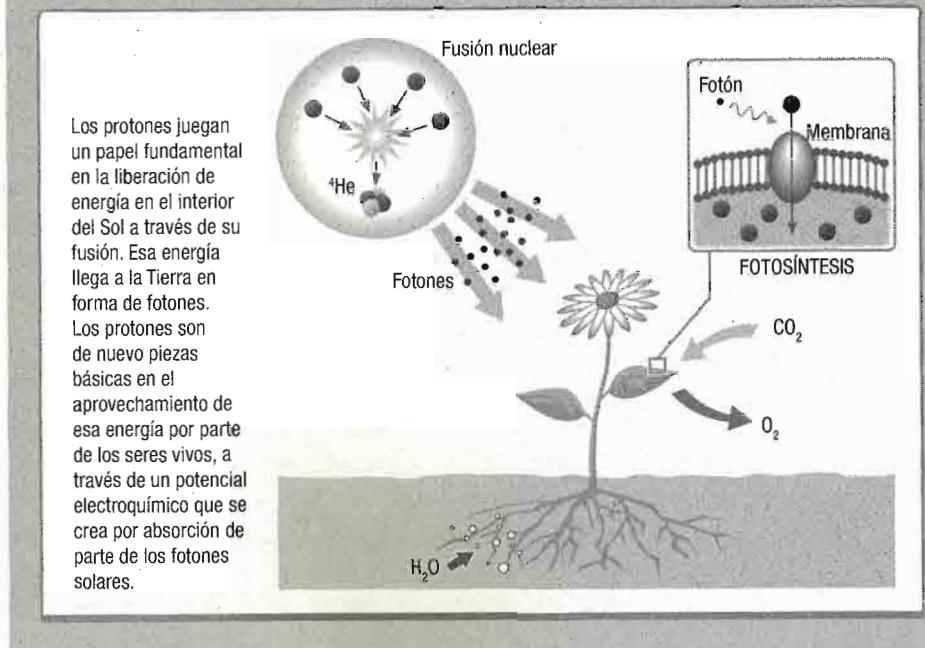
Para que esta reacción química tenga lugar es necesario aportar una energía de unos 30 eV. Las moléculas de clorofila presentes en ciertas proteínas de las plantas capturan los fotones de color rojo (los de mayor longitud de onda dentro del espectro visible) y violeta (los de menor longitud de onda). El resto de longitudes de onda se refleja, lo que en la región visible da una mezcla de color verde, que es el color de los tejidos de las plantas que realizan la fotosíntesis. De acuerdo con la ley de Planck que relaciona longitud de onda y energía de los fotones, los de color rojo transportan una energía de unos 1,8 eV, mientras que para los de color violeta es aproximadamente el doble. Por tanto, para sintetizar una molécula de glucosa las plantas terrestres necesitarían absorber, en un proceso ideal, unos 16 fotones rojos del Sol, o unos 8 fotones violeta. El proceso fotosintético dista de ser ideal y su rendimiento en condiciones óptimas es en torno al 30%, y en ese caso serían necesarios cerca de 50 fotones rojos o 25 violeta. Recordemos que el mecanismo principal de producción de energía en el Sol es la fusión de núcleos de hidrógeno para formar uno de helio 4 en la cadena pp, que libera 26,72 MeV por cada núcleo de helio 4 creado. Eso equivale a la creación de 15 millones de fotones rojos, o 300 mil moléculas de glucosa en la fotosíntesis.

Como vemos, la vida almacena en forma de energía química (en forma de enlaces químicos entre los átomos de la glucosa) la energía que alguna vez se liberó en reacciones nucleares en el interior del Sol, y que ha llegado a la Tierra en forma de fotones.

En condiciones óptimas la energía solar podría producir en la Tierra cientos de miles de millones de millones de moléculas de glucosa por cada centímetro cuadrado de superficie en cada

EL PODER DE LOS PROTONES

Parte de la energía nuclear liberada en el Sol por reacciones de fusión, y que llega a la Tierra en forma de fotones, se almacena en forma de energía química en el interior de las células de los seres vivos. Los protones tienen un papel protagonista en ambos procesos. En el interior de la estrella aportan la energía para formar helio en la cadena pp y, en la célula, la energía del fotón absorbido por la clorofila se usa para arrancar un electrón de la molécula de agua y dissociarla, dando lugar a O_2 y cationes de H, es decir protones aislados. Ese electrón reacciona con ciertas proteínas de la membrana interna de la célula y libera energía que se usa para acumular protones a uno de los lados de la membrana, creándose así un potencial electroquímico entre uno y otro lado. La creación de potenciales electroquímicos por acumulación de protones a uno de los lados de una membrana es un proceso universal en la vida que tiene lugar en la fotosíntesis, en la respiración y en diversos mecanismos bacterianos. Aquí, el papel de los protones se basa en su interacción electromagnética, mientras que en las fusiones que tienen lugar en las estrellas se basa en su interacción fuerte. Desde el punto de vista energético, por cada gramo de masa solar se producen unos 0,2 microjulios (millonésimas de julio) de energía en cada segundo debido a la fusión de los protones. Por otro lado, en una célula usual se generan 2 miljulios (milésimas de julio) en cada segundo por cada gramo debido al movimiento de protones impulsado por la diferencia de potencial electroquímico. Por unidad de masa, la célula resulta ser más eficiente que la estrella en el manejo de los protones en un factor diez mil veces mayor.



segundo. Un ritmo de producción potencial realmente asombroso, que lo sigue siendo a pesar de las reducciones debidas a la luz que no llega a la superficie terrestre o que es reflejada; a las zonas terrestres donde no hay cubierta vegetal; a la parte del espectro no absorbida por la clorofila; a rendimientos no óptimos en la fotosíntesis, y un largo etcétera.

La fuente de energía más importante, con diferencia, para mantener los procesos vitales en la Tierra es la luz solar. Pero ¿existen formas de vida en la Tierra que sean totalmente independientes del Sol? Podría parecer que sí, porque desde hace unas décadas se han ido descubriendo pequeños organismos que viven en la más absoluta oscuridad, como los que habitan en chimeneas hidrotermales submarinas. Sin embargo, en realidad, estos organismos obtienen su energía de reacciones químicas en las que se transfieren electrones de unos átomos a otros (reacciones de óxido-reducción), que son posibles gracias a que el agua y el aire terrestres no están en equilibrio químico con la corteza sólida. Esto se debe al poder oxidante de la radiación solar, que es capaz de arrancar electrones de los átomos. Esta dependencia de la luz solar es muy diferente a la fotosintética, y quizás más sutil, pero es dependencia al fin y al cabo. Nuestra estrella sigue siendo, de momento, imprescindible para mantener la vida en la Tierra.

ORDEN Y CONCIERTO: EL PAPEL DE LA ENTROPIA EN LA VIDA

Hasta ahora hemos analizado el papel de las estrellas en la creación de elementos químicos que forman parte de los organismos y en la producción de energía que los mantiene vivos. Pero hay otro ingrediente proporcionado por nuestra estrella que a veces pasa desapercibido, pero que es igualmente esencial para la vida: el orden, o la reducción de entropía.

La entropía está relacionada con el desorden en el estado de un sistema, y es proporcional al número de configuraciones distintas que podrían tomar sus constituyentes sin que cambiaseen las propiedades promedio del sistema. Se puede establecer una

EXPRIMIENDO AÚN MÁS LA ENERGÍA DE LAS ESTRELLAS

Por si no fuera suficiente el papel esencial que tiene la energía del Sol para la vida en nuestro planeta, el ser humano ha desarrollado tecnologías para aprovecharla aún más en su propio beneficio. Son muchas las fuentes de energía empleadas tecnológicamente, pero la mayoría de ellas tienen su origen en nuestra estrella más cercana, aunque no resulte obvio.

Captando la radiación solar

La manera más directa de aprovechar la energía solar es la energía fotovoltaica, que transforma la luz solar en corriente eléctrica. Los fotones que inciden en ciertos materiales de tipo semiconductor son capaces de arrancar electrones de sus átomos, que son luego conducidos para crear una corriente. También se puede aprovechar directamente, a veces concentrada mediante espejos, para calentar masas de agua líquida de uso inmediato o transformarlas en vapor que se emplea en mover turbinas y generar una corriente eléctrica.

Todo gracias a nuestra estrella

La energía eólica, que aprovecha el viento (en la imagen, molinos eólicos), también tiene su origen en la radiación solar, que calienta de manera distinta las masas de aire situadas en diferentes regiones del planeta, altitudes o tipos de terreno. Lo mismo ocurre con la energía de las corrientes marinas, causadas por el calentamiento solar diferencial en las masas de agua, o la undimotriz, que aprovecha, gracias al viento, el movimiento de las olas. La energía hidroeléctrica se genera en los saltos de agua por la acción de la gravedad terrestre. Pero el hecho de que el agua se encuentre a cierta altitud sobre el nivel del mar se debe a las precipitaciones, causadas por la evaporación de masas de agua que son calentadas por la radiación solar y desplazadas por el viento. La energía que obtenemos de la biomasa o de combustibles fósiles proviene de la combustión de las moléculas orgánicas que contienen, que se han creado por fotosíntesis a partir de dióxido de carbono, agua y, por supuesto, la luz solar. Esas moléculas son almacenos químicos de energía solar, más concentrada en el caso de los combustibles fósiles, que se han acumulado durante millones de años. Existen otras fuentes de energía que no se relacionan con la solar, como la energía mareomotriz, que aprovecha el movimiento de masas de agua debido a las mareas, y la geotérmica, de la que se sabe que aprovecha la desintegración de elementos pesados en el interior de la Tierra. Por último tampoco la energía nuclear está relacionada con el Sol. Aunque sin él astro rey, nada de ello existiría, ni siquiera nosotros.



analogía sencilla con un puzzle. Para obtener el puzzle montado solo hay una posición posible de cada pieza, por lo que la entropía es muy baja. Pero un estado con las piezas mezcladas se puede formar con infinitud de posibles posiciones y orientaciones de estas, lo que corresponde a una entropía muy alta. Cuanto mayor es el número de componentes de un sistema, o de más tipos diferentes, o con velocidades aleatorias más grandes (mayor temperatura), más configuraciones distintas puede contener, y por tanto mayor entropía. Aunque esta definición pueda parecer imprecisa, la entropía en física está perfectamente definida y se puede determinar de forma cuantitativa. De acuerdo con la segunda ley de la termodinámica, la entropía nunca disminuye, y tiende espontáneamente a maximizarse. Este principio puede resultar lógico si pensamos que los constituyentes de un sistema tienen muchas más configuraciones desordenadas que ordenadas, y que por tanto es mucho más probable que evolucione a una de las primeras que a una de las segundas. En la analogía del puzzle, si agitamos la caja es mucho más fácil que las piezas acaben desordenadas que formando el puzzle espontáneamente, porque hay muchas configuraciones de piezas que dan lugar al primer caso, y solo una que produce el segundo.

Recibimos del Sol fotones con energías principalmente en el rango visible, parte de los cuales (especialmente los rojos y los violeta) son aprovechados para la fotosíntesis. Sin embargo, nuestro planeta también emite fotones al espacio exterior, pero principalmente en la región infrarroja, es decir, son menos energéticos. La diferencia se debe a que la temperatura en la superficie del Sol es de casi 6 000 grados, mientras que la temperatura media de la superficie terrestre es de menos de 300 (en grados absolutos). Según la ley de desplazamiento de Wien, el pico de emisión del Sol consiste en fotones con menor longitud de onda, o mayor energía, que en el pico de emisión de la Tierra.

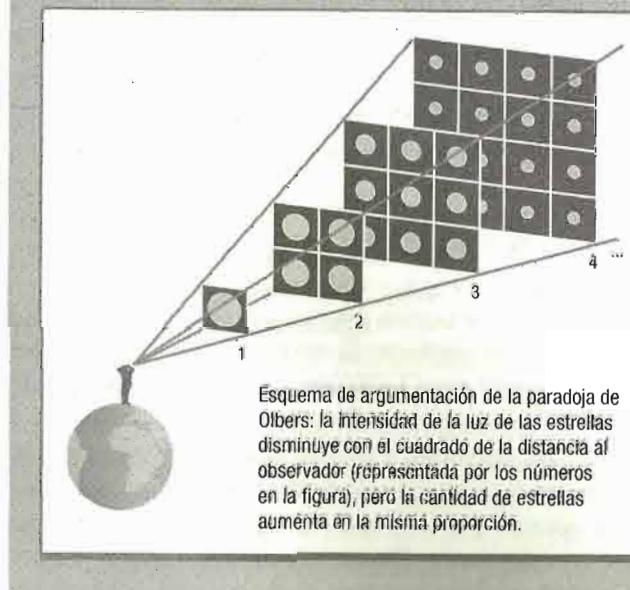
Aunque la Tierra reemite al espacio aproximadamente la misma cantidad de energía que recibe del Sol, lo hace con un número mucho mayor de fotones (ya que estos son menos energéticos que los solares), lo que implica un mayor desorden, o entropía. Se puede decir que, desde el punto de vista de la en-

¿POR QUÉ SE HACE DE NOCHE? LA PARADOJA DE OLBERS, ENTROPIA Y VIDA

Imaginemos una sucesión de superficies esféricas con centro en nuestro planeta. Si suponemos una densidad uniforme de estrellas en todo el universo, cada una de esas superficies contendrá un número de estrellas proporcional a su área, es decir, al cuadrado de su radio (de su distancia a la Tierra). Cuanto más lejos estén esas estrellas, menos intensa será la radiación que nos llega, ya que disminuye según su distancia al cuadrado. Como el número de estrellas aumenta según el radio al cuadrado pero su intensidad disminuye en la misma proporción, la radiación estelar con la que cada superficie esférica contribuye en la Tierra es la misma. En un universo infinito el cielo debería ser permanentemente brillante, pero resulta que es oscuro. Entonces ¿no es infinito? Esta argumentación es la denominada paradoja de Olbers, cuyo nombre se debe al astrónomo alemán Heinrich Wilhelm Olbers.

Una cuestión de tiempo

Sin embargo, no hemos tenido en cuenta la velocidad finita de la luz. Aunque el universo fuese infinito, solo una parte de sus estrellas estarían lo suficientemente cerca como para que su luz hubiera tenido tiempo de llegar hasta nosotros, suponiendo una edad finita para el universo. Dicho de otro modo, el universo puede ser infinito espacialmente, pero si no lo es en el tiempo, su parte observable necesariamente es finita. Y la densidad de estrellas en esa parte observable no resulta suficiente como para iluminar apreciablemente el cielo nocturno. Si no suponemos una edad finita para el universo, entonces la oscuridad del cielo nocturno sería una prueba de que se encuentra en expansión. Sea como fuere, que el espacio que nos rodea sea oscuro y frío en comparación con la superficie del Sol tiene una gran relevancia para la existencia de la vida en la Tierra. Un gran contraste de temperatura entre nuestra fuente de energía y el resto del espacio es necesario para que la Tierra emita más fotones (menos energéticos) de los que recibe (más energéticos). Una reducción de entropía que es aprovechada por los procesos biológicos para mantener el orden que los caracteriza.



Esquema de argumentación de la paradoja de Olbers: la intensidad de la luz de las estrellas disminuye con el cuadrado de la distancia al observador (representada por los números en la figura), pero la cantidad de estrellas aumenta en la misma proporción.

tropía, la energía que emite el Sol es de «alta calidad». Como la entropía que emite la Tierra en forma de radiación infrarroja es mayor que la que recibe del Sol, su cantidad disminuye. Esta reducción de entropía es empleada por los procesos biológicos para crear y mantener un orden estructural, en forma de complejas biomoléculas, y un orden funcional, a través de sofisticadas reacciones bioquímicas.

Para que la Tierra emita energía al espacio es necesario que este se encuentre a una temperatura más baja, porque si estuvieran en equilibrio térmico (a la misma temperatura) no habría intercambio de energía. El hecho de que el Sol sea un disco relativamente pequeño en la bóveda celeste permite que las temperaturas se mantengan muy diferentes en su superficie, en la Tierra y en el resto del espacio. Si la bóveda celeste al completo brillara uniformemente se alcanzaría un equilibrio térmico que no permitiría el aprovechamiento de la energía para mantener el orden inherente a la vida. Por cierto: que la bóveda celeste al completo no brille como lo hace el Sol y que el cielo nocturno sea frío y oscuro puede parecer sencillo de entender, pero en realidad no es algo tan obvio, dado el enorme, quizá infinito, número de estrellas en el universo. A esta argumentación se le denomina «paradoja de Olbers», formulada por el astrónomo alemán Heinrich Wilhelm Olbers en 1823 en la que se cuestiona el porqué la bóveda celeste no es totalmente brillante.

PIENSO, LUEGO EL UNIVERSO ES COMO ES

La física de las estrellas se presta a invocar, con mayor o menor acierto, los principios antrópicos. El *principio antrópico débil* establece que las condiciones necesarias para el desarrollo de vida inteligente se han dado únicamente en ciertas regiones y en ciertas épocas del universo, y que un ser inteligente que explora su entorno necesariamente descubrirá que vive en una de esas regiones y épocas privilegiadas, porque si no, no estaría ahí haciendo esa pregunta. En otros muchos lugares o épocas, las condiciones podrían ser muy distintas e incompatibles

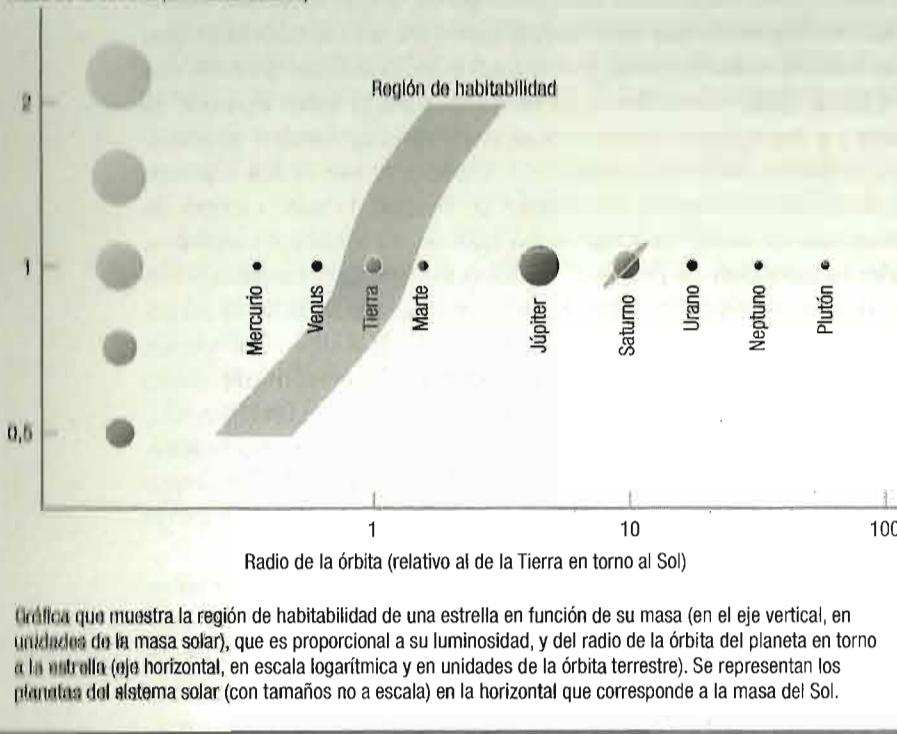
con la vida inteligente. El *principio antrópico fuerte*, por su parte, establece que el universo en su totalidad reúne las condiciones para desarrollar vida inteligente, y que todo ser inteligente necesariamente descubrirá que vive en un universo con esas características, porque si no, no estaría ahí haciendo esa pregunta. Esas condiciones se refieren a las propias leyes de la física y a los valores de las constantes fundamentales (intensidad de las interacciones básicas, cargas y masas de las partículas, velocidad de la luz, constante de Planck, número y tipo de dimensiones, etc.). Si aceptamos que solo existe un universo, surge la cuestión de por qué el único que existe resulta ser tan privilegiado para la vida inteligente, lo que puede derivar en reflexiones más propias de la filosofía que de la física. O se puede postular la existencia de muchos universos diferentes, de modo que un ser inteligente necesariamente vive en uno privilegiado, pero hay muchos otros que no lo son. Bajo esta última hipótesis, el principio fuerte se convierte en otra versión del principio débil, sustituyendo regiones de un único universo por infinitos «universos paralelos».

El interés de los principios antrópicos reside en que permiten razonar a la inversa, es decir, predecir un hecho físico basándose únicamente en la propia existencia del ser que se hace la pregunta: pienso, luego mi entorno, o el universo, han de reunir una serie de propiedades físicas, que puedo confirmar experimentalmente.

El principio antrópico débil: ¿vida inteligente? Sí, en un entorno adecuado

El principio antrópico débil se refiere esencialmente a la adecuación a la vida inteligente de las condiciones de un cierto entorno, las más importantes de las cuales se resumen en el concepto de «región de habitabilidad» de una estrella (figura 1). Se define como el conjunto de órbitas alrededor de una estrella en las que un planeta rocoso y con atmósfera puede albergar agua líquida superficial, condición indispensable para la vida tal y como la co-

Masa de la estrella (en masas solares)



Gráfica que muestra la región de habitabilidad de una estrella en función de su masa (en el eje vertical, en unidades de la masa solar), que es proporcional a su luminosidad, y del radio de la órbita del planeta en torno a la estrella (eje horizontal, en escala logarítmica y en unidades de la órbita terrestre). Se representan los planetas del sistema solar (con tamaños no a escala) en la horizontal que corresponde a la masa del Sol.

nocemos. Esa posición en torno a la estrella aseguraría además el flujo adecuado de energía y de extracción de entropía para el mantenimiento de la vida. La región de habitabilidad también recibe el nombre de «zona de Ricitos de Oro», por la protagonista del famoso cuento, que entra en la casa de tres osos y decide comerse la sopa de uno de ellos, la que no está ni demasiado fría, ni demasiado caliente. Ese es básicamente el mismo principio que subyace a la definición de la región de habitabilidad en torno a una estrella, que sitúa al planeta ni muy cerca de ella, en un ambiente demasiado caliente, ni muy lejos, en uno demasiado frío.

Para una estrella como el Sol, la región de habitabilidad podría abarcar, según las estimaciones más optimistas, órbitas en-

tre la mitad y tres veces la de la Tierra, es decir, entre unos 75 y unos 450 millones de kilómetros de distancia al Sol. El rango de distancia en torno a una estrella adecuado para que exista vida es más flexible de lo que pudiera parecer, porque las condiciones ambientales en los planetas pueden modificar sustancialmente la cantidad de radiación que reciben de la estrella o que reemiten al espacio. Por ejemplo, la presencia de ciertos gases en la atmósfera puede dificultar la reemisión de radiación infrarroja, aumentando la temperatura del planeta en lo que se conoce como «efecto invernadero». Eso es algo que ocurre en cierta medida, como sabemos, en la Tierra. Un planeta con un intenso efecto de este tipo podría situarse a mayor distancia de su estrella y aún así reunir las condiciones para albergar vida. Lo contrario también es posible si la atmósfera del planeta impide la entrada de la radiación de la estrella en cierta parte del espectro o si la superficie refleja, en lugar de absorber, gran parte de la radiación que le llega. Ambos efectos se dan en cierta medida en la Tierra, cuya atmósfera impide el paso a buena parte de la radiación ultravioleta por la presencia de gas ozono y refleja parte de la radiación por la cubierta de nubes, además de hacerlo en superficie especialmente en zonas cubiertas por nieve, hielo o desérticas, lo que recibe el nombre de «efecto albedo», esto es, el porcentaje de radiación que refleja la superficie, que es mayor en aquellas claras y brillantes. En promedio, la Tierra refleja sin absorber una tercera parte de la radiación que recibe del Sol.

Además de la región de habitabilidad en torno a una estrella, se puede definir una en el ámbito galáctico. Por ejemplo, un sistema estelar (análogo a nuestro sistema solar) situado demasiado cerca del centro de la galaxia podría verse sometido a intensas fuerzas gravitatorias y radiaciones, incompatibles con el desarrollo de la vida. Además, debería estar situado en una región donde hayan existido estrellas con la suficiente masa como para crear una variedad de elementos pesados en su interior y haberlos diseminado tras su explosión de supernova, y con el tiempo suficiente para que esos restos colapsen gravitatoriamente y den lugar a sistemas estelares de segunda generación, cuyos planetas contengan esos elementos pesados.

ENERGÍA DE LAS ESTRELLAS Y DESARROLLO TECNOLÓGICO

La escala de Kardashev fue establecida en la década de 1960 por el astrónomo ruso Nikolai Kardashev para describir el grado de desarrollo tecnológico de una civilización. En 1963, Kardashev, en el que fue el primer intento de la ex Unión Soviética por buscar señales de inteligencia extraterrestre, descubrió un quásar (la región central de una galaxia que rodea un agujero negro supermasivo y que emite una enorme cantidad de radiación), denominado CTA 102, y pensó que la fuente de ondas de radio captada y no identificada podría ser la evidencia de una civilización no terrestre. En la escala que planteó, una civilización de tipo I es aquella capaz de aprovechar por completo la energía que llega a su planeta procedente de la estrella alrededor de la que orbita. En una civilización de tipo II se habría avanzado lo suficiente como para aprovechar la energía emitida por su estrella al completo, no solo la parte que alcanza su planeta. Y en una de tipo III se habría logrado utilizar la energía de toda su galaxia. Una hipotética solución tecnológica para alcanzar el tipo II es la *esfera de Dyson* (véase la figura). Investigada por Freeman Dyson, que consiste en rodear la estrella de un conjunto de objetos orbitando a cierta distancia de ella. Podría tratarse de grandes rocas producto de la explosión controlada de un planeta situado en la órbita adecuada, o de un enorme conjunto de satélites artificiales. Este entramado anular o esférico sería capaz de captar gran parte de la energía emitida por la estrella en muchas direcciones, y la civilización podría desarrollarse sobre ella o en otro lugar si se consiguiera transportar la energía recogida.

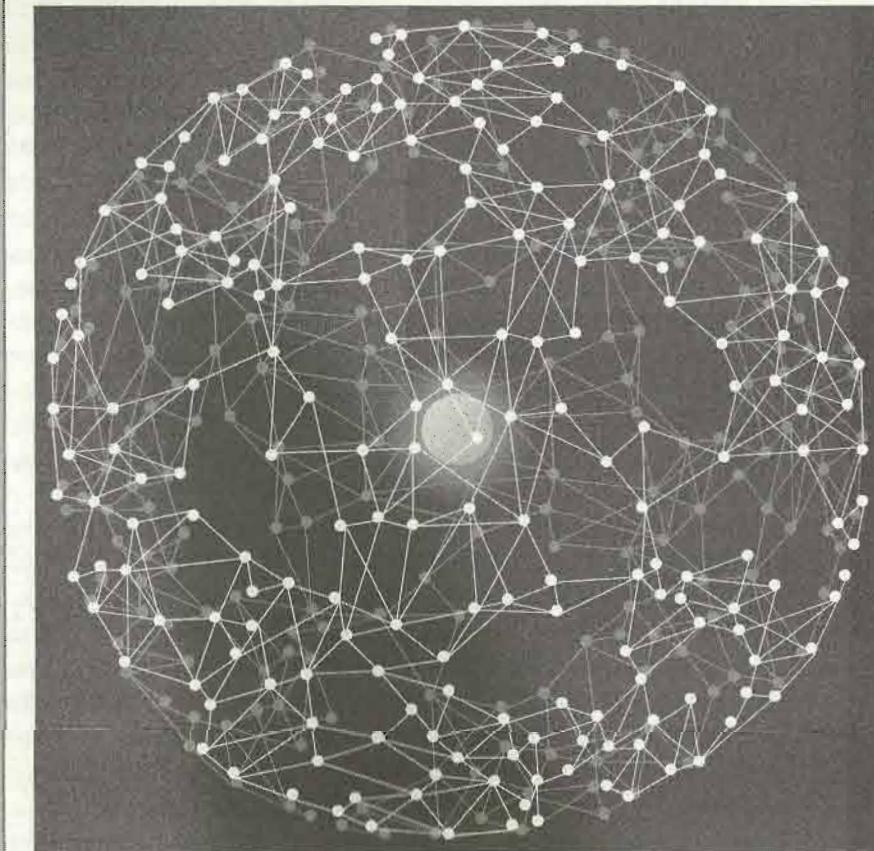
La Tierra, cerca del valor 1

El famoso astrofísico y divulgador estadounidense Carl Sagan modificó posteriormente la escala de Kardashev para convertirla en continua, y asignó a la civilización terrestre un valor de algo más de 0,7. Es decir, estaríamos cerca del valor 1, o tipo I, que implica aprovechar por completo la energía procedente del Sol que alcanza la Tierra. Esta energía es de unos 10^{17} vatios (julios en cada segundo), mientras que actualmente el consumo humano anual es del orden de 10^{13} vatios. Estos cálculos no tienen en cuenta las fuentes de energía no relacionadas con la radiación solar, como pueden ser las de origen nuclear (la fisión, que llevamos varias décadas usando, o la fusión, que quizás dominemos dentro de unas décadas). Al ritmo al que crece el consumo energético de la humanidad, nos quedan unos cientos de años para pensar cómo superar el tipo I. Si otras civilizaciones han superado el tipo I sería posible que sus dispositivos tecnológicos pudieran detectarse desde la Tierra. Por ejemplo, una esfera de Dyson o estructura similar tendría un espectro de emisión muy diferente al de una estrella, y de hecho se han buscado objetos de este tipo en el universo y hasta se han encontrado algunos candidatos. Además de buscar las huellas de avances tecnológicos extraterrestres, se han dedicado numerosos esfuerzos, bajo el nombre colectivo de SETI (Search for Extraterrestrial Intelligence), a la recepción y descifrado de posibles mensajes de civilizaciones inteligentes en forma de señales electromagnéticas.

Mensajes al espacio

Uno de los primeros intentos modernos se debió a Frank Drake en 1960, y junto a Carl Sagan organizó también el primer envío intencionado de un mensaje desde la Tierra al espacio. Se

emitió en 1974 desde el radiotelescopio de Arecibo, en Puerto Rico, y consistió en una codificación binaria de un diseño muy esquemático que contenía la antena del radiotelescopio, el sistema solar, una figura humana, la doble hélice del ADN y los elementos químicos característicos de la vida en la Tierra.



Representación de un hipotético conjunto de satélites artificiales en torno a una estrella para capturar una mayor cantidad de la radiación emitida en todas direcciones (esfera de Dyson).

El principio antrópico fuerte: La vida inteligente como consecuencia cosmológica

Es evidente que las intensidades de las interacciones fundamentales y las masas de las partículas, especialmente de electrones, protones y neutrones, son tales que han permitido el desarrollo de vida inteligente en el universo. Un ejemplo interesante de esa conexión entre constantes fundamentales y condiciones para la vida se encuentra en el papel del estado de Hoyle en la nucleosíntesis estelar. Recordemos que se trata de una excitación del núcleo de carbono 12, es decir, una cantidad de energía que puede ser almacenada por ese núcleo porque está permitida por los principios de la mecánica cuántica aplicados a la distribución de nucleones. La formación de carbono 12 por fusión de berilio 8 y helio 4 se ve favorecida por la existencia de este estado, o resonancia, ya que su energía es ligeramente mayor que la suma de las masas de esos dos núcleos, ambas medidas respecto a la energía del estado fundamental del carbono 12. Cuando Fred Hoyle investigaba la formación de carbono en las estrellas no conocía la existencia de ese estado excitado, pero lo predijo para poder explicar la abundancia de ese elemento en la Tierra.

Para muchos, esa ha sido una de las aplicaciones más claras y directas de un principio antrópico: si existen seres humanos cuyo organismo está basado en el carbono, ese elemento tiene que haber sido creado con la abundancia suficiente, lo que implica la presencia de la resonancia nuclear que facilita su formación en las estrellas. El propio Hoyle dijo al respecto: «No creo que ningún científico que examine la evidencia pueda evitar razonar que las leyes de la física nuclear han sido deliberadamente diseñadas con la vista puesta en las consecuencias que producen en el interior de las estrellas». Este comentario no llega a hacer referencia a la existencia de la vida, ni es una expresión en sí mismo del principio antrópico, pero parece apuntar en esa dirección.

El principio antrópico fuerte es relacionado por algunos con la hipótesis del «ajuste fino», que establece que las constantes fundamentales toman los valores precisos para que se desarro-

lle la vida inteligente en el universo. Esta hipótesis puede ser criticada desde dos puntos de vista. Por un lado, aunque es cierto que variaciones moderadas de alguno de esos valores darían lugar a un universo muy diferente al que conocemos, siempre es posible que en él se desarrollase una vida inteligente también muy diferente a la conocida. Por otro lado, si nos restringimos a la vida tal y como la percibimos, es posible estimar el efecto que tendría la modificación de esas constantes, encontrándose que ese ajuste no resulta tan fino como podría parecer.

Por ejemplo, una cantidad de carbono 12 compatible con el desarrollo de la vida podría producirse en el interior de las estrellas si la energía del estado de Hoyle se encontrase en un rango entre 7,4 y 7,9 MeV, aproximadamente, que corresponde a una variación mayor del 3% con respecto a la energía real del estado de Hoyle (7,65 MeV). Acudiendo a niveles más fundamentales, se puede estimar que ese rango correspondería a una variación de un 0,5% en la intensidad de la interacción fuerte entre nucleones o de un 4% en la intensidad de la interacción electromagnética entre protones, que son las dos fuerzas más influyentes en la estructura del núcleo y en la dinámica de las reacciones de fusión.

Por supuesto, cambios en las constantes de acoplamiento de las interacciones tendrían consecuencias mucho mayores que la modificación de los estados excitados del carbono. Influirían, por ejemplo, en los sucesos inmediatamente posteriores al Big Bang, incluyendo la nucleosíntesis primordial, en la formación de estructuras gravitatorias como las estrellas, en las propiedades de todos los núcleos y en las propiedades químicas de los elementos. Quién sabe si las estrellas, resultado de un equilibrio aparentemente delicado entre las interacciones fundamentales de la naturaleza, funcionarían de la misma manera en tales circunstancias, o si podrían ni siquiera existir.

Ciudad otras formas de vida inteligentes sean muy distintas en apariencia —puede que se parezcan a E.T. o que nos sobresalten con su belleza— pero la vida en sí misma es común, de eso estoy seguro.

FRANK DRAKE

¿DÓNDE ESTÁ TODO EL MUNDO?

Hemos visto que las estrellas son el origen de los ingredientes esenciales para la vida: materia, energía y orden, en forma de elementos pesados (más allá del helio), radiación electromagnética y baja entropía, respectivamente. Pero ¿es la vida en torno a las estrellas un fenómeno habitual en nuestro universo?

Si persistimos en creer que las estrellas salen y se ponen para nosotros y que somos la razón de que exista el universo, nos hace la ciencia un flaco favor al desacreditar nuestro envanecimiento?

CARL SAGAN

estrellas muy similares al Sol. Con un número estimado de 10 mil millones de galaxias en el universo, el número de planetas potencialmente habitables asciende a cientos de millones de millones de millones. Y el número aumenta considerablemente si se incluyen, además de los planetas, los satélites habitables.

Esas cifras astronómicas, nunca mejor dicho, obligan a replantearse si realmente es posible que la vida exista solamente en la Tierra o si, por el contrario, es un fenómeno extraordinariamente común en el universo. Y lo mismo es extensible a la vida inteligente que, aunque tuviera una probabilidad muy pequeña de aparición, debería ser muy abundante si de verdad existe un número tan grande de lugares habitables. Sin embargo, no hemos tenido hasta ahora noticia ni contacto con ninguna civilización extraterrestre, lo que llevó al físico Enrico Fermi a resumir esta aparente paradoja con un «¿dónde está todo el mundo?».

Todas estas consideraciones pueden ser tratadas de forma cuantitativa en una sencilla ecuación propuesta por el astrofísico Frank Drake. La ecuación de Drake expresa el número de civilizaciones inteligentes y con capacidad de comunicación que habitan en nuestra galaxia como el producto de una serie de factores que representan:

- El ritmo promedio de formación de estrellas.
- La fracción de estrellas que tienen planetas orbitando a su alrededor.
- El número promedio de planetas por estrella que se sitúan en su zona de habitabilidad.
- La fracción de planetas en los que realmente se desarrolla vida.
- La fracción de estos últimos en los que se desarrolla vida inteligente.
- La fracción donde esa vida inteligente ha desarrollado una tecnología que se puede detectar desde largas distancias (por ejemplo, por sus emisiones electromagnéticas).
- Por último, el intervalo de tiempo durante el cual esas civilizaciones mantienen esa tecnología.

Estimar los valores de esos factores conlleva una gran incertidumbre. Los más sencillos son los que pueden apoyarse en abundantes observaciones. Por ejemplo, el ritmo promedio de formación de estrellas en nuestra galaxia se estima en unas siete por año. Se ha observado que la mayoría de las estrellas poseen sistemas planetarios (por lo tanto ese factor es igual a la unidad) y que el número promedio de ellos que se sitúa en la zona de habitabilidad es de, aproximadamente, 0,4 por estrella. El resto de factores, más dependientes de condicionantes biológicos y antropológicos, son muy inciertos.

Las posibilidades se amplían enormemente si se consideran formas de vida distintas a las que conocemos, por ejemplo que obtengan energía y orden de fuentes distintas a la radiación electromagnética de una estrella. Ejemplos de ello podría ser la energía liberada en desintegraciones nucleares de los materiales que forman el planeta (como ocurre con las cadenas ra-

diantivas naturales que contribuyen, al menos en parte, al calor interno de la Tierra), o por la fricción de materiales debido a fuerzas de marea entre planetas, estrellas y satélites. En estos casos la región de habitabilidad en torno a una estrella perdería su sentido, y se convertiría en un concepto muchísimo más general. Además, podría considerarse una vida basada en una química diferente, particularmente sustituyendo el carbono por un elemento con similar capacidad de combinación (por ejemplo, el silicio) o el agua por otro disolvente polar (por ejemplo, el amoníaco). Cuanto más se expanden las posibilidades materiales y energéticas, más necesario resulta contar con una definición adecuada de lo que entendemos por vida, algo a lo que no es fácil llegar.

Si nos limitamos a la vida como la conocemos, con condiciones ambientales similares a las de la Tierra y dependiente de una estrella, algunas estimaciones de la ecuación de Drake proporcionan un número de civilizaciones inteligentes y comunicativas tan pequeño, que probablemente estemos solos en nuestra galaxia, y quizás en todo el universo. Pero según otras estimaciones, puede haber solamente en nuestra galaxia cientos de millones de esas civilizaciones. Si así fuese, y retomando la reflexión de Fermi, ¿dónde está todo el mundo?

LECTURAS RECOMENDADAS

ASIMOV, I., *Alpha Centauri, la estrella más próxima*, Madrid, Alianza Editorial, 1984.

—: *El Universo*, Madrid, Alianza Editorial, 2015.

BATTANER, E., *Física de las noches estrelladas: astrofísica, relatividad y cosmología*, Booket, 2015.

—: *Introducción a la astrofísica*, Madrid, Alianza Editorial, 2006.

DUCROCQ, A., *La aventura del cosmos*, Editorial Labor, Barcelona, 1968.

GAMOW, G., *La creación de universo*, Barcelona, RBA, 1993.

HAWKING, S., *El gran diseño*, Barcelona, Crítica, 2012.

—: *Breve historia del tiempo*, Barcelona, Planeta-De Agostini, 1992.

HOYLE, F., *El Universo: galaxias, núcleos y quasars*, Madrid, Alianza Editorial, 1967.

LOZANO, M., *Nucleares, ¿por qué no?*, Barcelona, Debate, 2009.

PENROSE, R., *Camino a la realidad*, Madrid, Debate, 2006.

REGO, M. Y FERNÁNDEZ, M.J., *Astrofísica*, Madrid, Eudema, 1988.

RIBAS, M., *Historia de las estrellas*, Buenos Aires, Capital Intelectual S.A, 2006.

SCHRÖDINGER, E., *¿Qué es la vida?*, Barcelona, Tusquets, 2001.

WEINBERG, S., *Los tres primeros minutos del Universo*, Barcelona, Salvat Editores, 1993.

WILCZEK, F., *La ligereza del ser: masa, éter y la unificación de fuerzas*, Barcelona, Crítica, 2009.

YNDURÁIN, F.J., *Electrones, neutrinos y quarks*, Barcelona, Crítica, 2011.

ÍNDICE

abundancia 9, 91, 99, 100, 102, 105, 108, 145, 158
acoplamiento espín-órbita 103, 104
agujero negro 123, 128, 156
ajuste fino 158
aniquilación 72-74
antipartícula 20, 24, 30, 56, 72, 89
átomo 16-18, 24, 39, 43, 53, 82, 88, 130
barión 26, 90
barrera electromagnética 53, 60, 69, 99
Big Bang 88-92, 108, 114, 134, 159
bosón 21-23, 25, 26, 28, 29, 32, 34, 38, 89, 90
brillo 94, 124
cadena
 CNO 74, 75, 80, 93
 protón-protón, *pp* 70, 71, 73, 74, 78, 80, 136, 138, 144, 146, 147
 triple alfa 76, 93, 100, 127
cadenas catalizadas por alfas, *ppII* 74
carbono 12 42, 43, 74, 76, 77, 80, 100-102, 108, 158, 159
carga
 de color 25-27, 37
 de sabor 28, 29
 electromagnética 28
carta de núcleos 40, 41
ciclo *véase* cadena
constante
 de acoplamiento 25, 28, 29, 32, 82
 de Boltzmann 120, 122
 de Planck 113, 117, 130, 146, 153
corona 131, 132
cuanto 9, 112, 113, 116
cuerpo negro 117, 130
desintegración
 alfa 50, 98
 beta 56, 91, 96-99, 136
desplazamiento
 al azul 115,
 al rojo 114, 115
diagrama de Hertzsprung-Russell, HR 121-123, 126-128
ecuación de Drake 160, 162

efecto
Doppler 88, 114
túnel 53, 59, 69, 77

electrón 16-21, 23, 24, 26, 29, 30, 44, 46, 56, 57, 72, 82, 90, 136, 147

electronvoltio (eV) 44, 66, 82, 134, 146

elemento 38-40, 57, 67, 82, 96, 102, 130-133, 158 162

emparejamiento nuclear (interacción de emparejamiento) 108

enana
blanca 123, 127, 144
marrón 126
negra 127

energía
cinética 47, 51, 53, 59, 64, 65, 77, 81, 84, 89
de enlace (de ligadura) 45-47, 50, 56, 58, 59, 64, 65, 82, 87, 93, 96, 103, 108
de excitación 100, 102
térmica 47, 64-66, 81, 84

entropía 148, 150-152, 154, 160

escala de Kardashev 156

esfera de Dyson 156, 157

espectro
continuo 129-131
de absorción 130
de emisión 132
discreto 129-131
electromagnético 10, 93, 116, 118, 129

espín 103, 104

estado
de Hoyle 101, 102, 158, 159
excitado 101, 102, 158
fundamental 100-102, 158

estrella de neutrones 106, 107, 123, 128

estructura de capas 98, 100, 106, 111, 124, 126-128, 144

equilibrio
hidrostático 123, 126
térmico 89, 90, 92, 152

estabilidad nuclear 9, 42, 103

expansión del universo 95, 134

fermi (fm) 28, 43

fermión 21, 23, 33, 89

fisión 51-56, 58, 64, 69, 78, 97, 98, 156

fondo cósmico de microondas 89, 93

fotón 21, 25, 26, 34, 48, 64, 65, 71-75, 77, 84, 89-92, 96, 98, 102, 106, 112, 113, 117, 128-131, 137, 139, 145, 147, 149-151

foliosfera 131

photosíntesis 143, 145-150

frecuencia 106, 112-118, 120, 130

fuentes de energía 149, 156

fusión 55, 58-60, 63-67, 69-82, 87, 93, 97, 100-102, 105, 106, 108, 111, 123, 126-129, 136, 138, 144-147, 156, 158, 159

gigante roja 121-123, 126, 127, 133, 144

glucosa 146

gluon 21, 26, 42, 89, 90

gravitación 34, 126, 127, 137

gravitón 34, 137

hadrón 26

hipótesis atómica 8, 16

interacción
débil 24, 28-30, 38, 56, 67, 78, 133
electromagnética 23, 25, 29, 31, 34, 37, 67, 82, 105, 147, 159
gravitatoria 30-32, 82
residual 24, 37

interacción fuerte
entre nucleones (nuclear) 25, 45, 63, 67, 70, 82, 92, 108, 147, 159
entre quarks (de color) 25-28, 32, 37, 90

isótopo 40-42, 53-56, 96-99, 108, 133

leptón 20, 21, 26, 28, 29, 32, 134

ley
de desintegración radiactiva 48, 99
de desplazamiento de Wien 117, 150
de Planck 117, 130, 146
de Stefan-Boltzmann 120, 122

longitud de onda 93, 112-114, 116-118, 120, 130, 132, 146, 150

luminosidad 10, 94, 120-122, 124, 136, 154

megaelectronvoltio (MeV) 33, 44-46, 51, 52, 56, 58, 63, 66, 70-72, 74, 76, 78, 82, 100-102, 136, 139, 146, 159

mesón 26, 38, 42, 90

modelo estándar 21, 22, 24, 31-34

nebulosa planetaria 123, 127, 144

neutrino 10, 20, 21, 23, 24, 26, 29, 30, 48, 56, 57, 64, 70-75, 82-84, 89, 90, 92, 95, 106, 112, 128, 133-139

neutrón 9, 15, 17, 19, 24, 26, 27, 30, 40-42, 44, 45, 50-52, 54-59, 67, 69, 70, 71, 75, 77, 82, 89-91, 93, 96-99, 103, 106-108, 123, 128, 129, 133, 137, 139, 144, 145, 158

neutronización 128, 139

núcleo 9-11, 15-19, 22, 24, 28, 30, 34, 35, 37-60, 63-78, 80-82, 84, 87, 91-93, 96-106, 108, 111, 119, 126-128, 130, 132, 133, 136, 139, 143-146, 158-159

nucleosíntesis
estelar 89, 91, 93, 158
primordial 89, 91, 92, 105, 108, 159

número
atómico 38, 39, 57, 105, 145
mágico 103, 104, 108
másico 40, 43, 46, 56, 59, 97, 98, 105, 108

onda
electromagnética 93, 112, 113, 114, 116-118, 120, 129, 130-132, 146, 150
gravitacional 34, 137

orden 38, 143, 148, 152, 160, 161

oscilación de neutrinos 134

par partícula-antipartícula 89

paradoja de Olbers 151, 152

partícula alfa 17, 18, 19, 50, 97, 127, 132

pion 38

plasma quark-gluon 89, 90

principio antrópico
débil 152, 153
fuerte 153, 158

proceso
s (lento) 93, 96-98, 133
r (rápido) 97-99
rp (rápido de protones) 99, 100

protón 15, 17, 19, 24, 30, 42, 44, 56-58, 70, 71, 73, 75, 77, 80, 82, 93, 96, 99

pulsar 106

quark 15, 16, 19, 20, 24, 26, 27, 29, 30, 32, 38, 42, 89, 90

radiación electromagnética 10, 11, 25, 64, 65, 73, 78, 82-84, 106, 107, 111-114, 116-118, 129, 133, 143, 145, 160, 161

recombinación 89, 92

región de habitabilidad 153-155, 162

relatividad
especial 44
general 31, 34, 88

remanente de supernova 128

resonancia 100-102, 108, 158

saturación 43, 50

secuencia principal 122, 123, 126-128, 143

semivida 42, 46, 48, 49, 53, 57, 60, 78, 96-99, 133

sistema solar 98, 105, 144, 154, 155, 157

Sol 7, 10, 23, 63, 66, 70, 80, 82, 83, 92, 98, 103, 117, 120, 121, 124-127, 131, 132, 134-138, 143-152, 154-156, 160

supergigante roja 121-124, 128

supernova 94, 95, 98-100, 106, 123, 124, 128, 134, 139, 144, 145, 155

tabla periódica 39, 40, 57, 133

teoría
cuántica 34
de la relatividad especial 44
de la relatividad general 31

valor *Q* 51, 52, 70

La energía de las estrellas

Las estrellas ejercen un dominio espectacular de la energía tanto en su interior, actuando como las calderas del cosmos, como en su exterior, constituyendo los faros del firmamento. También dominan la materia, ya que son las cocinas del universo donde se crean los elementos químicos. Los secretos de su funcionamiento y evolución se encuentran en la física de los núcleos atómicos y de las partículas elementales, a través de la astrofísica nuclear. Las estrellas son, además, esenciales para el desarrollo de la vida, del ser humano y de nuestra civilización: somos polvo, energía y orden generados en las estrellas, perdidos en un universo simple, oscuro y caótico en el que no sabemos si estamos solos.

Óscar Moreno es investigador responsable del proyecto europeo Marie Curie 'Electroweak' entre la Universidad Complutense de Madrid y el Instituto Tecnológico de Massachusetts (MIT).